TRAITÉ ÉLÉMENTAIRE

DE

PHYSIQUE CÉLESTE,

OU

PRÉCIS D'ASTRONOMIE.

PARIS. — IMPRIMERIE DE FAIN ET THUNOT,
rue Racine, 28, près de l'Odéon.

TRAITÉ ÉLÉMENTAIRE

DE

PHYSIQUE CÉLESTE,

OU

PRÉCIS D'ASTRONOMIE

THÉORIQUE ET PRATIQUE,

SERVANT D'INTRODUCTION A L'ÉTUDE DE CETTE SCIENCE,

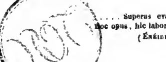
PAR

G. DE PONTÉCOULANT,

MEMBRE DE LA SOCIÉTÉ ROYALE DE LONDRES, DES ACADÉMIES DES SCIENCES DE BERLIN, DE PALERME, ETC.

OUVRAGE

destiné aux personnes peu versées dans l'étude des sciences mathémathiques et qui désirent acquérir, sans leur secours, des notions exactes sur la constitution de l'univers.



. . . . Superas evadere ad auras
Hoc opus, hic labor est! . . . . . .
(Énéide, lib. VI.)

PARIS.

CARILIAN-GOEURY ET Vr DALMONT,

LIBRAIRES DES CORPS ROYAUX DES PONTS ET CHAUSSÉES ET DES MINES,
QUAI DES AUGUSTINS, 39 ET 41.

1840.



TABLE DES CHAPITRES.

PREMIERE PARTIE.

MOUVEMENTS ET FIGURES DES CORPS CÉLESTES DÉDUITS DE L'OBSERVATION.

DEUXIÈME PARTIE.

MOUVEMENTS ET FIGURES DES CORPS CÉLESTES, DÉDUITS DE LA THÉORIE DE LA GRAVITATION.

NOTES.

FIN DE LA TABLE.

ERRATA.

Page 50, ligne 13, au lieu de au point F, *lisez* au point *g*.
68, ligne 11, au lieu de 48° 50 14‴, *lisez* 48° 50′ 14″.
94, ligne dernière, au lieu de TC, *lisez* H′C.
109, ligne 16, au lieu de AB, *lisez* AD.
125, ligne 7, au lieu de le solstice, *lisez* l'équinoxe.
Idem, au lieu de S, *lisez* S′.
Idem, ligne 8, au lieu de S′, *lisez* S.
139, ligne 10, au lieu de 46″, *lisez* 48″.
140, ligne 11, au lieu de la variation, *lisez* la variation annuelle.
157, ligne 21, au lieu de le périgée, *lisez* l'apogée.
Idem, ligne 22, au lieu de l'apogée, *lisez* le périgée.
161, ligne 19, au lieu de le tour du Ciel, *lisez* une révolution tropique.
172, ligne 12, au lieu de 1° 16′ 39″, *lisez* 1° 16′ 29″.
177, ligne 3, au lieu de 26, *lisez* 26me.
182, ligne 12, au lieu de lune, *lisez* terre.
234, ligne 10, au lieu de 1762, *lisez* 1672.
260, ligne 11, au lieu de l'*Orient à l'Occident*, *lisez* de l'*Occident à l'Orient*.
261, ligne 14, au lieu de OP′, *lisez* de O en P′. Ligne 18, au lieu de B′, *lisez* B. —
284, ligne dernière, au lieu de opposition, *lisez* conjonction.

Page 286, ligne 2, au lieu de 686° 98', *lisez* 686j 98.
312, ligne 22, au lieu de plus large, *lisez* moins large.
317, ligne 7, au lieu de de nous que, *lisez* que nous de.
323, ligne 2 en remontant, au lieu de *au ciel*, lisez *du ciel*.
324, ligne 5, au lieu de plus rapide, *lisez* moins rapide.
330, ligne 3 en remontant, au lieu de carrés, *lisez* cubes. Ligne dernière, au lieu de cubes, *lisez* carrés.
331, ligne 17, au lieu de le vecteur, *lisez* le rayon vecteur.
Idem, ligne 18, au lieu de à le l'orbite, *lisez* à l'orbite.
332, ligne 3, au lieu de *absides*, lisez *apsides*.
334, ligne 5 en remontant, au lieu de *conjonction*, lisez *opposition*.
337, ligne 5 en remontant, au lieu de observations, *lisez* opérations.
352, ligne 9 en remontant, au lieu de encore, *lisez* encore de.
380, ligne 7 en remontant, au lieu de axes, *lisez* astres.
385, ligne 6, au lieu de puisqu'on les aperçoit, *lisez* puisqu'on aperçoit.
393, lignes 2, en remontant, au lieu de sectant, *lisez* sextant.
413, ligne 12, au lieu de HR, *lisez* HH'. Ligne 16, au lieu de R, *lisez* S.
416, ligne 14, au lieu de HO, *lisez* HA.—
425, ligne 15, au lieu de chap. XI, *lisez* chap. X, 2[me] partie.
439, ligne 6, au lieu de GHC, *lisez* ABH.
462, ligne 4 en remontant, au lieu de prescrites, *lisez* prescrite.
500, ligne 7, au lieu de fig. 88, *lisez* fig. 89.
554, ligne 5 en remontant, après le nom de *ajoutez problème*.
556, ligne première, au lieu de Lc, *lisez* LC. Ligne 3, au lieu de *ab*Lc, *lisez* ABLC.
564, ligne 9 en remontant, au lieu de LNE, *lisez* LN'E.
566, ligne 5, au lieu de chap. XI, *lisez* chap. X.
570, ligne 3, au lieu de absides, *lisez* apsides.
613, ligne 18 en remontant, au lieu de VE, *lisez* VB. —

INTRODUCTION.

Nous possédons déjà un grand nombre de Traités d'Astronomie, et c'est un devoir pour l'auteur qui écrit un livre nouveau sur un sujet déjà souvent exploré, de rendre compte au public des raisons qui l'y ont déterminé.

« Il y a des gens, dit Pascal, qui voudraient qu'un auteur ne parlât jamais des choses dont les autres ont parlé; autrement on l'accuse de ne rien dire de nouveau; mais si les matières qu'il traite ne sont pas nouvelles, *la disposition en est nouvelle*. J'aimerais autant qu'on l'accusât de se servir de mots anciens; comme si les mêmes pensées ne formaient pas un autre corps de discours par une disposition différente, aussi bien que les mêmes mots forment d'autres pensées par les différentes dispositions. »

Ces réflexions ne semblent-elles pas s'appliquer, plus qu'à tout autre, au sujet de cet ouvrage; celui qui a depuis l'origine du monde le plus occupé l'attention des hommes, et celui sur lequel, peut-être, on a le plus écrit? Sans doute il serait impossible, aujourd'hui, de ne dire que des choses nouvelles dans un livre élémentaire sur l'Astronomie; mais, sans toucher au fond, on peut changer la forme et essayer de présenter les grandes vérités dont la science se compose dans un ordre nouveau, qui rende leur étude plus attrayante et leur enchaînement plus facile à saisir. En effet dans les divers traités composés sur le même sujet, l'ordonnance des parties et la marche de l'ouvrage ont dû varier selon le but que leurs auteurs avaient eu en vue. C'est ainsi que dans l'*Exposition du système du monde*, qu'on peut regarder comme le plus magnifique traité d'Astronomie qui ait été écrit dans aucune langue, l'auteur s'étant proposé de nous montrer par quels degrés successifs l'esprit humain s'est élevé de la première contemplation des cieux, jusqu'à la connaissance sublime des plus secrets phénomènes

qu'ils recèlent, il a dû partager son livre en trois parties distinctes. Dans la première il décrit les phénomènes tels qu'ils se présentent à l'observateur: dans la seconde, il les peint tels qu'ils sont réellement; et, dans la troisième, enfin, il expose les différents systèmes que l'homme a imaginés pour les lier entre eux, et pour parvenir jusqu'aux lois générales qui les produisent. Sans doute, cette marche est parfaitement conforme à l'esprit de l'ouvrage, et pour l'homme qui a déjà des notions étendues sur la matière, elle promet nn tableau d'une maguifique ordonnance, mais peut-être, nous osons le dire, n'est-elle pas la plus favorable à l'enseignement de la science, et celui qui voudrait commencer par ce livre l'étude de la physiqne céleste éprouverait dans sa lectnre des difficultés invincibles. En effet outre que l'obligation où l'auteur se trouve de revenir trois fois de suite sur les mêmes faits, l'entraîne dans des repétitions qui peuvent fatiguer l'attention, il y a certains phénomènes astronomiqnes, tels qne la marche des planètes, leurs stations, leurs rétrogradations, qu'il est difficile, je dirai presqu'impossible de bien saisir, si l'on ne sait démêler d'avance les véritables lois de ces phénomènes des apparences qu'ils nous présentent. Ajoutons encore que comme nos premières impressions sont toujours les plus durables, si l'on ne s'habitue dès le débnt dans la carrière astronomiqne à dégager les phénomènes des illusions qui les compliquent, il est difficile d'y réussir dans la suite lorsque les préjugés qni naissent du témoignage de nos sens, ne se sont pas dissipés aux premières clartés de la science. Dans d'antres traités d'Astronomie on voit l'antenr placer de suite son lecteur au point de vue véritable dont nons observons les phénomènes célestes, et lui montrer la terre et les planètes en mouvement antour du soleil immobile; mais outre que c'est supposer à l'avance l'existence d'nn fait qu'on peut regarder comme l'un des principaux résultats de nos connaissances astronomiques, peut-être compliqnet-on ainsi par d'inutiles difficultés les premières notions de la science dont il fant toujours tendre à aplanir les abords. Et comme les phénomènes concernant les étoiles, le soleil et la lune sont absolument les mêmes, soit qu'on admette le mouvement de la terre, soit qu'on la regarde comme fixe au centre dn monde, il me semble que le mieux serait de les étudier d'abord dans l'hypothèse qui paraît la plus conforme à nos premières impressions, en faisant pressentir comment dans l'hypothèse opposée les mêmes phénomènes

se prêteraient également à une explication satisfaisante; ensuite lorsque la masse des faits se serait assez accumulée pour mettre le lecteur en état de décider lui-même la question, on les grouperait autour de lui de manière à l'amener à choisir entre les deux hypothèses celle qui s'applique le plus simplement à la généralité des phénomènes, et avant de passer à l'étude des planètes, il replacerait de lui-même chaque astre dans son véritable lieu et rendrait à la terre la position qui lui a été assignée dans la création de l'univers.

Une difficulté d'un autre genre que semble présenter l'exposition des théories astronomiques, c'est l'obligation où l'on est, ponr distinguer le lieu vrai du lieu apparent des astres, de tenir compte dans les observations de certaines corrections qui supposent des connaissances qu'on ne peut acquérir que par l'étude des points les plus délicats de la science. Il en résulte que lorsqu'on veut expliquer dès l'abord aux commençants comment ont été obtenus les résultats qu'on leur présente, on s'enferme dans une espèce de cercle vicieux dont on ne peut plus sortir; il m'a semblé qu'il serait bon d'éviter tout à fait cette difficulté dans un livre élémentaire en substituant d'abord les résultats des observations réduites à ceux des observations réelles, et nous avons remis à exposer les principes de ces réductions au temps où se développent successivement les phénomènes qui les rendent nécessaires.

L'astronomie théorique et l'astronomie pratique se prêtent un mutuel appui. Ces deux branches de la *physique céleste* sont tellement liées entre elles qu'il est aujourd'hui absolument impossible de les étudier séparément. C'est à la première que l'astronome pratique emprunte les formules dont il a besoin pour construire ses tables, et souvent elle lui a dévoilé des phénomènes dont des siècles d'observations n'auraient pas suffi pour lui découvrir les lois. D'un autre côté l'astronomie théorique n'est pas moins redevable à l'astronomie pratique; celle-ci lui fournit les données qu'elle fait entrer ensuite dans tous ses calculs, et par l'éclat de ses découvertes elle marche au moins l'égale de son émule. Ainsi l'aplatissement de la terre, les variations de la pesanteur à sa surface, la transmission progressive de la lumière qu'on avait regardée longtemps comme instantanée, l'aberration des étoiles, la nutation de l'axe terrestre, etc., sont autant de phénomènes qui sont dus à la précision des observations modernes et qui avaient échappé aux prévisions de la théorie, quoiqu'ils eussent pu aisément s'en déduire. Il serait donc tout à

fait impossible aujourd'hui de se faire une idée complète de l'état de perfection où la science est arrivée, si l'on n'embrassait pas d'un même coup d'œil les différentes parties qui la composent. Cependant il m'a semblé que dans les traités d'astronomie proprement dits, un plus grand espace était généralement accordé à l'exposition des méthodes d'observation qu'à la partie purement théorique de la science. Celle-ci comme carrière ouverte aux explorations de l'esprit humain, est cependant la plus féconde des deux ; je sais bien que les procédés qu'elle emploie pour être bien compris, exigent des connaissances mathématiques qu'on ne peut pas toujours supposer aux lecteurs d'un ouvrage élémentaire, mais pourtant je crois que sans le secours d'aucun calcul et en les traduisant simplement pour ainsi dire en langue vulgaire, on pourrait indiquer avec assez de clarté l'esprit des méthodes et les résultats qu'on en a obtenus, pour satisfaire ceux qui ne veulent acquérir que des notions générales mais exactes sur l'état actuel de nos connaissances astronomiques, et pour donner aux autres le désir de chercher dans les traités spéciaux sur la matière des développements plus étendus et plus complets. Tel est le but que nous nous sommes proposé ici ; l'avons-nous atteint ? nous n'osons nous en flatter, car l'entreprise était difficile, nous avons du moins la conscience d'y avoir fait tous nos efforts.

L'ouvrage suivant est partagé en deux grandes divisions; dans la première, après avoir pris une première connaissance des astres que nous voyons briller au firmament et après avoir passé pour ainsi dire une revue générale du ciel, nous étudions chacun de ces astres en particulier, en commençant par les étoiles, le soleil et la lune. Nous montrons comment les différents phénomènes que ces astres nous présentent, peuvent également bien s'expliquer dans l'hypothèse de l'immobilité de la terre et en la supposant en mouvement autour du soleil. Après nous être ainsi familiarisés avec les premiers phénomènes célestes, nous examinons attentivement les deux hypothèses dans un chapitre spécialement consacré à la terre, et nous adoptons définitivement le système de sa mobilité comme celui qui se prête le plus aisément à toutes les explications. Nous nous trouvons avoir ainsi acquis toutes les connaissances nécessaires à l'intelligence des mouvements des planètes et de leurs apparentes irrégularités, qui ont tant embarrassé les astronomes de l'antiquité. Nous exposons les ingénieuses hypothèses par lesquelles ils étaient par-

venus à les expliquer, et embrassant ensuite d'un seul coup d'œil l'ensemble des astres que nous venons d'étudier séparément, nous en concluons les lois générales qui les régissent et les relations communes qui les lient entre eux. Nous passons de là à l'étude des comètes et après avoir exposé les caractères particuliers qui les distingnent des planètes, nous nous occupons des moyens qu'on a employés pour les reconnaître lorsqu'elles reparaissent dans le ciel, et nous nous étendons surtout sur les circonstances particulières aux trois comètes dont le retour périodique est maintenant constaté. Cette première partie se termine par quelques notions sur les moyens employés par les astronomes pour mesurer le temps, et sur la construction du calendrier.

La seconde partie est entièrement consacrée à l'astronomie théorique, c'est-à-dire à l'étude des corps célestes, en admettant comme principe de leurs mouvements et de leur figure, la grande loi qui fait graviter toutes les molécules de la matière les unes vers les autres. Pour faciliter l'étude de cette seconde partie, nous rappelons par des démonstrations très-simples les principales lois de l'équilibre et du mouvement, et en en faisant l'application aux planètes nous en voyons découler les lois de leur mouvement elliptique, et de leurs inégalités. Passant de là à la figure des corps célestes, nous montrons comment elle dérive des lois de la gravitation en supposant que tous ces corps étaient originairement fluides, hypothèse nécessaire pour qu'ils aient pu prendre aisément toutes les formes imaginables sous l'action des forces qui les sollicitaient. Nous consacrons, attendu son importance pour l'astronomie et la géographie, un chapitre spécial à la mesure de la terre, et nous montrons l'accord de la théorie avec les résultats des observations qu'on a faites pour la déterminer. Après avoir parlé de la figure des corps célestes, nous sommes naturellement conduits à nous occuper de leurs mouvements autour de leurs centres de gravité respectifs et des oscillations de leurs axes de rotation qui en dépendent, et nous comparons les lois de la précession, de la nutation de l'axe terrestre et de la libration de la lune, qui résultent de la théorie, à celles que nous avions déduites de l'observation. Nous consacrons un chapitre spécial à la théorie des marées, phénomène si intéressant à connaître pour ses usages pratiques, et parce que c'est celui qui se trouve pour ainsi dire le plus à notre portée pour comparer chaque jour la théorie de l'attraction aux observations. Les oscillations des eaux de la mer

nous conduisent à examiner celles de l'atmosphère mesurées par les oscillations du baromètre ; les observations relatives à ce phénomène ont été jusqu'ici trop négligées, elles méritent cependant d'occuper une place dans tous les observatoires du globe parce qu'une série de bonnes observations faites à diverses latitudes permettrait peut-être de résoudre sur ce point des questions délicates qui restent encore indécises. En rapprochant tous les résultats que nous venons de déduire de la théorie, de ceux que nous avions obtenus par la seule observation, nous montrons qu'il règne entre eux un parfait accord ; dès lors la loi de la gravitation ne peut plus être considérée comme une simple hypothèse imaginée pour expliquer quelques faits isolés, elle embrasse à la fois tous les phénomènes célestes, elle les lie entre eux de manière qu'ils ne peuvent exister séparément et que chacun d'eux n'est plus qu'une conséquence nécessaire du phénomène qui le précède. L'astronomie pratique et l'astronomie théorique ainsi rapprochées, forment le corps de science le plus complet et le plus sublime que l'esprit humain ait jamais conçu. L'ouvrage est terminé par l'examen des divers systèmes que l'homme a imaginés pour s'élever jusqu'à la pensée du Créateur en recherchant par quelles transitions progressives le monde que nous habitons et où nous n'avons été appelés que lorsqu'il était déjà parvenu à un haut degré de maturité, est arrivé à l'état de stabilité où nous le voyons aujourd'hui. Quelques notes, dont toutefois nous avons été très-sobres, contiennent des développements sur plusieurs questions intéressantes que nous n'avons pu qu'indiquer dans le texte où nous n'avons voulu admettre aucune formule algébrique.

Tel est le plan de l'ouvrage que nous présentons au public ; le vaste sujet qu'il embrasse pour être traité complétement demanderait plusieurs volumes, mais nous n'avons voulu ici que grouper les faits dans l'ordre qui doit les rendre plus faciles à saisir, en les accompagnant seulement des explications indispensables pour en faire apprécier la valeur et les conséquences. En résumé, on verra par la lecture de l'ouvrage, que le but que nous nous sommes proposé est de mettre à la portée d'une classe plus nombreuse de lecteurs l'exposition des grandes découvertes faites depuis deux siècles dans les sciences astronomiques, et qui, par les difficultés dont leur étude était environnée, semblaient réservées à un petit nombre d'esprits supérieurs. En un mot nous avons voulu essayer pour les besoins de l'intelligence ce que d'habiles industriels réalisent chaque jour pour

les besoins de la vie commune, lorsqu'ils font descendre dans les classes inférieures les jouissances du luxe qui par leur haut prix étaient demeurées jusque-là le privilége exclusif des classes les plus opulentes de la société.

Nous aurions désiré compléter ce tableau en le faisant précéder d'un aperçu historique sur les progrès de l'esprit humain dans les sciences astronomiques, depuis leur origine jusqu'à nos jours; le temps et l'espace nous ont manqué pour remplir cette partie du plan que nous nous étions tracé : nous tâcherons du moins d'y suppléer ici, autant que possible, par une énumération rapide des acquisitions les plus importantes que ces sciences ont faites et des découvertes dont elles se sont enrichies dans l'intervalle qui s'est écoulé depuis le commencement de ce siècle. Nous citerons les noms et les travaux des hommes qui s'y sont le plus distingués, et par cet exposé succinct de l'état actuel de l'astronomie on pourra juger de ce qui lui reste encore à faire pour arriver à toute la perfection qu'il est donné d'atteindre aux conceptions humaines.

Le système solaire à la fin du siècle dernier se composait de sept planètes principales avec leurs satellites, savoir : Mercure, Vénus, la Terre, Mars, Jupiter, Saturne, Uranus, et d'une comète dite la *comète de Halley*, la seule dont les retours périodiques fussent clairement constatés et qu'on pût regarder par conséquent comme appartenant à ce système. Les premières années du siècle actuel furent signalées par la découverte de quatre nouvelles planètes, Cérès, Pallas, Junon et Vesta; cette découverte parut d'autant plus remarquable que ces astres remplissaient une lacune laissée entre Mars et Jupiter dans l'ordre des distances des planètes au soleil, et que leur existence avait été pressentie par Kepler, d'après une loi empirique des intervalles qui séparent entre eux les corps planétaires, avant qu'elle n'eût été constatée par l'observation. La presqu'égalité des distances de ces planètes au soleil, la coïncidence très-approchée de leurs nœuds en un même point du ciel, enfin la petitesse des inclinaisons mutuelles de leurs orbites ont fait douter si ce ne serait pas les fragments d'un même astre brisé par quelque commotion intérieure. En effet, dans ce cas, les orbites de ces divers fragments devraient toutes se couper en deux points opposés de la voûte céleste, et il deviendrait facile de les reconnaître à leur passage par ces points en visitant chaque mois ces deux régions du ciel. C'est d'après cette idée heureuse, due à M. Olbers, que les deux

dernières planètes furent trouvées après qu'un heureux hasard eut fait découvrir les deux premières. Les éléments elliptiques de ces quatre astres ont été déterminés avec soin dès leur apparition, et ensuite successivement perfectionnés à chacune de leurs révolutions subséquentes, la grandeur des excentricités de leurs orbites et de leur inclinaison à l'écliptique, ne permettent pas d'appliquer au calcul de leurs perturbations les formules employées ordinairement pour les autres planètes, et l'obligation où l'on serait alors de porter l'approximation beaucoup plus loin relativement à ces deux éléments, a fait rechercher des méthodes particulières à ce cas nouveau dans le système du monde. L'analyse mathématique n'a point encore surmonté cette difficulté, et en attendant on emploie généralement pour le calcul des perturbations des petites planètes, les méthodes imaginées pour les comètes qui se trouvent dans les mêmes conditions.

Les astronomes allemands qui se sont spécialement occupés de l'étude de ces astres, ont tiré de la comparaison des résultats de la théorie aux observations, des conséquences extrêmement utiles à l'astronomie. M. Nicolaï, par le calcul des perturbations de la planète Junon, M. Encke par celui des perturbations de Vesta, et enfin M. Gauss, par le calcul des inégalités de Pallas, arrivèrent à ce résultat remarquable que la valeur de la masse de Jupiter qu'on avait jusque-là adoptée généralement dans tous les calculs astronomiques, devait être augmentée dans le rapport de 1 à 1,019 à peu près. Cette découverte était importante parce que Jupiter étant le plus considérable de tous les corps planétaires, tout changement dans sa masse peut exercer une influence très-sensible sur la détermination des inégalités que son action produit sur les autres parties du système; il devenait donc très-intéressant de reprendre les observations et les calculs sur lesquels les premières valeurs de cette masse avaient été établies. Ces valeurs étaient d'abord celle donnée par Newton, d'après l'observation des élongations du quatrième satellite de Jupiter, faite par Pound, et plus récemment celle que M. Bouvard avait déduite du calcul des perturbations de Saturne par Jupiter et qui ne différait que très-peu de la précédente. M. Airy se chargea du soin de reprendre les observations du quatrième satellite, le perfectionnement des instruments et des méthodes d'observation, l'habilité connue du savant directeur de l'observatoire de Cambridge, tout faisait espérer que

cette opération amènerait des résultats plus exacts que ceux qu'on avait pu se procurer au temps de Newton ; en effet la masse de Jupiter déduite des observations de M. Airy, s'est trouvée ne présenter que de légères différences avec celle qu'avaient déduite les astronomes allemands du calcul des perturbations des petites planètes ; et la correction qu'ils avaient indiquée dans l'ancienne valeur de cette masse a été, après cette double épreuve, regardée comme ne pouvant plus faire l'objet d'aucun doute. M. Bouvard a de son côté repris le calcul entier des équations de condition de ses tables, sur lesquelles avait été établie la masse de Jupiter, substituée par lui à celle de Newton, et il eût été à désirer que cette nouvelle épreuve vînt confirmer encore l'heureux résultat de la première ; mais M. Bouvard n'a point achevé jusqu'ici ses pénibles calculs, qui du reste deviennent à peu près inutiles par toutes les circonstances qui se réunissent aujourd'hui pour nous prouver que nous sommes arrivés à une évaluation très-rapprochée de l'exactitude de la masse de celle des planètes qu'il nous importait le plus de connaître.

Les deux comètes dont le système solaire s'est augmenté depuis le commencement de ce siècle, sont : 1° celle à qui l'on a donné le nom de comète de Encke, parce que cet astronome, qui le premier reconnut en 1819 sa périodicité, en a fait depuis l'objet d'une étude toute particulière ; 2° la comète qui fut découverte en 1825, à peu près au même instant, par M. Biela, à Prague, et par Gambart, à Marseille. Le premier de ces deux astres a une révolution très-rapide ; la période qui le ramène à la même position sur son orbite est de 3,3 ans ou de 1,205 jours à peu près : cette période varie en plus ou en moins selon les perturbations que la comète subit dans l'intervalle. On a donc pu observer déjà plusieurs de ses passages à son périhélie depuis que sa périodicité a été constatée, et il en est résulté des éclaircissements précieux sur une question qu'il était très-important d'examiner. En effet la discussion des observations antérieures à 1819 avait fait penser que, pour concilier la théorie avec les observations, il fallait admettre la supposition d'un fluide éthéré dont l'action, en diminuant successivement le grand axe de l'orbite, devait finir par amener la comète, après un certain nombre de révolutions, à se précipiter dans le soleil. Si cette force de résistance existait en effet dans la nature, sans doute elle serait plus sensible sur les comètes que sur les planètes, à cause du peu de densité de leurs éléments, mais elle n'en menacerait pas moins la

permanence de toutes les parties du système, et la terre elle-même courrait les chances d'un anéantissement complet à une époque plus ou moins éloignée. Heureusement les observations des derniers passages en 1835 et 1838 semblent avoir ôté beaucoup de force à l'opinion d'un milieu éthéré, qui avait excité une vive émotion parmi les astronomes et les géomètres ; les lieux calculés se sont de plus en plus rapprochés des lieux observés à mesure que les éléments de l'orbite ont été mieux connus, et il n'est nullement prouvé que la supposition de la résistance de l'éther ajoute à leur exactitude ; on peut donc supposer pour cette comète comme pour les autres corps du système solaire, que ses mouvements s'exécutent si ce n'est dans un vide parfait, du moins dans un fluide dont l'action devient par sa rareté absolument insensible, conclusion qui doit contribuer non-seulement à notre tranquillité individuelle, mais aussi à celle des géomètres qui auraient vu se compliquer encore, par cette nouvelle cause de perturbations introduite dans les mouvements célestes, leurs difficiles calculs.

La périodicité de la comète de 1826 fut reconnue à la fois, à ce qu'il paraît, par Gambart, qui l'avait aperçue le 9 mars à Marseille, et par M. Clausen, qui l'observa le 10 du même mois à Altona. Tous les deux remarquèrent que les éléments paraboliques conclus des premières observations de cet astre, avaient une ressemblance évidente avec ceux de deux comètes observées en 1806 et 1772. D'après cette indication ils tentèrent de calculer le mouvement de ces trois comètes, en leur appliquant une orbite elliptique, et après quelques essais ils trouvèrent chacun de leur côté une ellipse qui en représentait assez exactement les observations pour ne plus laisser aucun doute sur leur identité. La période de cette comète est de 6,7 ans ou de 2460 jours environ. M. Damoiseau qui a calculé ses perturbations dans l'intervalle de 1806 à 1826 et pendant la période suivante, avait annoncé son retour au périhélie en novembre 1832 et cette prédication s'est en effet réalisée.

La comète de Halley, la seule dont le retour périodique fût connu avant 1800, et qui avait tant préoccupé les astronomes du dernier siècle lors de son apparition en 1759, devait revenir de nouveau à son périhélie en 1835 ; la fixation de l'époque précise de son retour était une question intéressante non-seulement par elle-même, mais encore parce qu'elle fournissait le moyen de constater les progrès qu'avait faits dans cet intervalle l'application de l'analyse à l'un

des plus curieux problèmes du système du monde. Aussi plusieurs académies savantes s'empressèrent-elles de mettre ce sujet au concours, et de provoquer les recherches des géomètres sur un aussi important objet. M. Damoiseau remporta le prix qu'avait proposé l'académie de Turin en 1817 et fixa le retour de la comète à son périhélie au 4 novembre 1835. Quelques années après, l'Académie des Sciences de Paris ayant fait de la même question le sujet du grand prix de mathématiques qu'elle distribue chaque année, dans le mémoire que j'envoyai au concours, je parvins, après des calculs immenses, à fixer le retour de la comète, d'abord au 13 novembre 1835 en employant la masse de Jupiter donnée par M. Bouvard, et ensuite au 15 novembre suivant, en faisant entrer dans mes calculs la correction qui venait d'être introduite par M. Airy dans la valeur de cette masse. M. Rosenberg et d'autres astronomes étrangers s'occupèrent aussi avec beaucoup de zèle de recherches sur le même sujet, mais nous sommes, M. Damoiseau et moi, les seuls, je crois, qui ayons calculé complétement les perturbations de la comète pendant les intervalles de 1682 à 1759 et de 1759 à 1835, comme cela était indispensable pour fixer avec précision l'époque de son retour. On conçoit avec quelle impatience après tant de travaux nous devions attendre le retour d'un astre qui allait en démontrer ou en infirmer l'exactitude ; enfin il se montra le 5 août 1835 aux astronomes de Rome qui durent aux avantages du climat qu'ils habitent, l'honneur de l'apercevoir les premiers ; son apparition nous fut annoncée aussitôt par M. Dumouchel, directeur de l'observatoire de Rome, et bientôt les observations furent assez nombreuses pour nous permettre de calculer toutes les circonstances de son mouvement. Je fus appelé alors à l'une de ces jouissances les plus douces que puisse offrir la carrière des sciences à l'homme studieux qui s'y livre; l'astre irrégulier qui avait trompé de *trente-trois* jours à son dernier passage les prévisions de Clairaut, soumis cette fois par les efforts réunis de l'analyse et de l'astronomie, confirma pleinement la précision de mon calcul, et le passage au périhélie eut lieu le 15 novembre à 10^h 48' du soir, c'est-à-dire à quelques heures de distance seulement de l'époque que je lui avais assignée.

Les apparences singulières qu'a présentées la comète de Halley à sa dernière apparition ont été pour M. Bessel l'occasion d'un beau et important mémoire (1).

(1) *Voyez Connaissance des temps* 1840.

Un des points les plus importants à fixer pour les applications de l'analyse au système du monde, est celui qui concerne les masses des planètes. Nous avons déjà eu l'occasion de dire comment la masse de Jupiter avait été rectifiée par deux opérations absolument indépendantes l'une de l'autre. L'accord presque complet entre les calculs de la théorie et les résultats de l'observation relativement au passage au périhélie de la comète de Halley, peut être encore considéré comme une confirmation de l'exactitude de la nouvelle évaluation. La masse de Saturne demandait une vérification semblable et il était à désirer que les observations des élongations du sixième satellite faites par Pound, et sur lesquelles Newton avait établi la valeur qu'il attribuait à cette masse, fussent renouvelées de nos jours. M. Bessel s'est chargé de ce soin, et certes on ne pouvait confier à des mains plus habiles et plus exercées une opération si délicate ; les résultats obtenus par cet astronome doivent donc inspirer toute confiance. Selon les dernières évaluations de M. Bessel, la masse de Saturne serait de $\frac{1}{3501}$; d'après le calcul des perturbations de Jupiter, M. Bouvard la supposait de $\frac{1}{3512}$, c'est-à-dire un peu plus petite qu'elle ne l'est en effet, mais la différence de l'évaluation théorique à celle qui résulte de l'observation directe est peu importante et ne dépasse guère $\frac{1}{350}$ de la valeur totale de la masse de la planète.

Les masses de la Terre, Vénus et Mars, ont aussi été déterminées plus exactement dans ce siècle qu'elles ne l'avaient été précédemment, en sorte qu'il ne nous reste plus à connaître avec précision que la masse de Mercure, que l'on n'a jusqu'ici évaluée que d'une manière empirique et tout à fait indigne de l'état actuel de la science. La comète périodique de Encke ayant passé assez près de Mercure dans sa dernière révolution pour en éprouver une action sensible, le calcul de ses perturbations comparé aux observations peut fournir le moyen le plus sûr qui se soit encore présenté pour déterminer la masse de cette planète, et l'on a le droit d'espérer que M. Encke, à qui l'étude de cette comète est déjà si redevable, nous donnera bientôt les résultats de cette comparaison. Au reste il faut bien observer que comme la masse de Mercure est extrêmement petite, la correction de sa valeur n'apportera que des altérations insensibles dans les résultats des calculs astronomiques.

L'astronomie théorique et pratique réclamait encore la fixation exacte de plusieurs autres données essentielles pour la réduction

des observations et pour leur comparaison aux résultats de l'analyse. Ces quantités, que des travaux persévérants et des efforts soutenus nous ont déjà fait connaître avec une précision remarquable, doivent se perfectionner encore à mesure que les bonnes observations se multiplient. L'obliquité de l'écliptique, la précession des équinoxes, la longueur de l'année, ont été fixées par M. Bessel dans ses tables *Regiomontanæ*, qui renferment toutes les données indispensables à l'astronome pratique, avec plus d'exactitude qu'elles ne l'avaient été jusque-là. La constante de l'aberration dont la connaissance est essentielle pour déterminer le vrai lieu des étoiles, avait d'abord été fixée à 20" par Bradley à qui l'on doit la grande découverte de ce phénomène; les recherches de Delambre, sur la vitesse de la lumière, le conduisirent à augmenter ce coefficient et à le porter à 20",253. Depuis cette époque les travaux de MM. Bessel, Lindenau, Brinckley, Struve, Richardson, semblent indiquer que cette constante a besoin d'être augmentée encore de $\frac{1}{4}$ de seconde environ, mais on n'est pas jusqu'ici parfaitement d'accord sur la valeur exacte de cette augmentation.

Le coefficient de la nutation ne nous est pas moins important à connaître pour déterminer la position des étoiles que la constante de l'aberration, et il nous fournit d'ailleurs la donnée la plus exacte que nous ayons pour déterminer la masse de la lune. Bradley avait fixé ce coefficient à 9", mais la théorie prouve que ce chiffre est trop petit, et quoique les astronomes diffèrent entre eux sur la grandeur de la correction, ils s'accordent tous pour confirmer ce résultat. La valeur la plus probable du coefficient de la nutation me semble être celle du docteur Brinckley, qui la porte à 9",25, nombre qui tient le milieu à peu près entre les évaluations des autres astronomes, et qui a l'avantage de donner pour la masse de la lune une valeur qui concorde avec celle qui résulte des autres phénomènes. La parallaxe du soleil d'où l'on conclut la distance de cet astre à la terre, était encore une quantité qu'il importait d'établir correctement, parce que c'est ordinairement à cette unité que l'on rapporte les mesures de toutes les distances célestes. Cette valeur avait été conclue dans le dernier siècle des observations du passage de Vénus sur le soleil, en 1769, et portée par Delambre à 8",6; mais M. Encke, par une discussion nouvelle de ces observations, l'a réduite à 8",5776. C'est l'angle sous lequel le demi-diamètre de la terre serait vu du centre du soleil, et cette évaluation paraît



avoir été généralement adoptée comme la plus exacte que nous ayons encore obtenue.

Mais de toutes les données qui nous servent à déterminer les vrais lieux des astres et à les dégager des illusions qu'ils nous présentent, la plus nécessaire est une table exacte des réfractions astronomiques. En effet, la réfraction altérant d'une quantité plus ou moins considérable, selon leur situation particulière, la position de toutes les étoiles, la détermination exacte de cette quantité est nécessaire pour apprécier avec quelque certitude l'importance des autres déplacements qu'elles éprouvent. Plusieurs tentatives avaient été faites dans le dernier siècle pour la construction de tables de réfractions déduites, soit de l'observation seule, soit de la théorie, en empruntant à l'observation quelques données indispensables. Ces tentatives ont été renouvelées avec zèle dans le siècle actuel par un grand nombre d'astronomes et de géomètres. Les tables de réfraction les plus exactes que nous ayons sont celles qui sont fondées sur la théorie de Laplace ; les tables publiées par M. Ivory, sans être plus exactes, sont, dit-on, d'un usage plus commode dans les applications. Enfin on cite un travail remarquable sur le même sujet de M. Atkinson, et l'on regrette que la mort prématurée de l'auteur l'ait empêché d'y mettre la dernière main. Au reste, sous le rapport analytique, la théorie des réfractions doit être regardée comme complète, on peut désirer seulement que les observations parviennent à déterminer avec plus de précision les quantités arbitraires qu'elles lui fournissent pour les introduire dans ses formules.

L'évaluation plus exacte de tous les éléments qu'emploie l'astronomie pratique pour réduire ses observations, a permis d'établir plus correctement qu'on ne l'avait fait jusqu'ici le lieu des principales étoiles, et il a été facile ensuite d'y rapporter les positions des autres étoiles et d'en former des catalogues. Les astronomes modernes ont ainsi rectifié et considérablement accru les catalogues de leurs devanciers. Ceux que l'on employait principalement au commencement de ce siècle étaient les catalogues de Bradley, Mayer et Lacaille, et ne contenaient guère plus de 4,000 étoiles. En 1801 parut le catalogue de Bode qui en renferme 17,000, enfin Piazzi en 1807 publia un catalogue de 6,748 étoiles, fondé sur les observations de Maskelyne, et dans une seconde édition qui parut en 1814, il l'étendit à 7,646 étoiles. Ce dernier travail est regardé avec raison comme le plus parfait que l'astronomie moderne ait exécuté sur

ce sujet, non-seulement par les précautions prises pour établir avec précision le lieu des étoiles fondamentales, mais aussi par les soins avec lesquels toutes les observations qui servent de base à ce catalogue ont été réduites et comparées aux observations d'une date antérieure.

Cette comparaison des positions des étoiles selon les anciens et les nouveaux catalogues, a permis de reconnaître d'une manière plus exacte l'étendue de la précession annuelle, quantité sur laquelle on n'était point encore parfaitement d'accord, et les mouvements propres auxquels, indépendamment de leurs déplacements apparents, résultant des phénomènes de la nutation et de l'aberration, certaines étoiles sont soumises. M. Bessel, à qui l'astronomie pratique doit tant d'utiles recherches, par la comparaison des ascensions droites et des déclinaisons d'un grand nombre d'étoiles nouvellement déterminées, aux valeurs que leur attribuait Bradley, a fixé l'étendue totale de la précession annuelle à 50", 22350 au commencement de ce siècle. Quant aux déplacements de certaines étoiles, W. Herschel et d'autres astronomes après lui ont cru pouvoir l'expliquer par un mouvement général du système solaire vers l'étoile λ de la constellation d'Hercule; mais cette supposition, tout ingénieuse qu'elle est, a besoin de la confirmation du temps pour être adoptée sans réserve.

Un des objets les plus intéressants de l'astronomie pratique et qu'on peut regarder comme appartenant entièrement au siècle actuel, est l'étude suivie des étoiles doubles et des nébuleuses. Tout ce qu'on savait sur ce sujet au commencement de ce siècle était fondé sur quelques observations de W. Herschel, faites vingt ans auparavant. Mais un mémoire que le même astronome publia en 1803 dans les *Transactions philosophiques*, ouvrit dans le champ des cieux une voie nouvelle aux observateurs qui s'empressèrent d'y entrer. Cette branche de l'astronomie pratique, qui n'avait été jusque-là qu'imparfaitement étudiée, a fixé depuis cette époque l'attention des plus habiles astronomes. W. Herschel, Bessel, John Herschel, J. South et enfin M. Struve ont publié successivement plusieurs catalogues d'étoiles multiples qui en comprennent déjà plusieurs milliers. Mais ils ne se sont pas bornés à une simple classification de ces astres; l'examen attentif des groupes binaires et tertiaires a montré que dans chacun d'eux les plus petites étoiles sont en mouvement autour des plus grosses, et certaines étoiles

même ont déjà accompli nne révolution entière depuis qu'on les observe comme étoiles doubles. Cette remarque conduisit à une conséquence importante; en effet, on reconnut qu'on ponvait rendre compte de tous les déplacements aperçus dans plusieurs groupes d'étoiles binaires, en supposant les étoiles qui les composent en mouvement dans des courbes elliptiques, et en admettant, par conséquent, qu'elles obéissent comme les planètes au principe de la pesanteur universelle : ainsi cette grande loi de la nature, découverte par Newton, n'a plus borné son action aux limites de notre système planétaire; son influence s'est étendue jusqu'aux astres les plus éloignés que nous apercevons dans les cieux.

Tandis que les différentes branches de l'astronomie pratique étaient ainsi habilement cultivées et recevaient partout de notables perfectionnements, l'astronomie théorique, ce guide indispensable de l'astronomie contemplative, ne demeurait point en arrière, et elle ajoutait de nouvelles conquêtes à celles qui avaient si glorieusement signalé la seconde moitié du dernier siècle. Lagrange et Laplace, par leurs travaux persévérants, avaient achevé ce que leurs devanciers, Newton, d'Alembert et Clairaut, avaient laissé d'incomplet dans la théorie du système du monde; les pertnrbations périodiques et séculaires auxquelles les planètes et les satellites sont assujettis, avaient été soumises à des formules nouvelles et plus générales : les causes de quelques inégalités restées inconnues malgré les efforts des géomètres pour les pénétrer avaient été découvertes; enfin les grandes lois qui maintiennent le système du monde dans un état permanent de fixité, n'avaient pu échapper à la sagacité de ces deux grands géomètres; mais contents de tant de sublimes efforts, ils semblaient avoir tourné vers d'autres objets cette puissante imagination qui venait de jeter tant d'éclat sur les dernières années du 18e siècle, lorsque leur attention fut tout à coup ramenée vers l'étude théorique du système du monde, par l'apparition du beau mémoire de M. Poisson, sur l'invariabilité des grands axes des orbes planétaires, c'est-à-dire sur cette propriété bien remarquable dont jouit cet important élément du mouvement elliptique à l'exclusion de tous les autres, de n'être affecté d'aucune inégalité séculaire que la suite des temps puisse rendre sensible, et de n'être soumis qu'à des inégalités périodiques ou qui reprennent les mêmes valeurs toutes les fois que le système revient à la même configuration. Ce mémoire, où l'auteur atteint complétement le but

qu'il s'est proposé, de porter jusqu'au carré des masses perturbatrices la démonstration des théorèmes d'où dépend la permanence de notre système planétaire, et qui jusque-là n'avaient été vérifiés que pour une première approximation, outre sa propre importance, peut être regardé comme un événement dans l'histoire de la science par les résultats qu'il produisit. C'est en l'écoutant que Laplace conçut l'idée de combler les lacunes qui restaient encore dans la mécanique céleste relativement aux inégalités séculaires des planètes; et Lagrange, dont la vaste intelligence était sans cesse portée à tout généraliser, lui dut l'une des plus belles productions de son génie, la théorie de la variation des constantes arbitraires dans tous les problèmes de mécanique. Les personnes les plus étrangères à l'analyse mathématique pourront se faire une idée des avantages de cette méthode, lorsqu'on leur dira qu'elle consiste à étendre aux questions les plus générales les solutions trouvées en faisant abstraction des circonstances accessoires qui les compliquent; ainsi, dans la théorie des planètes, on peut passer, à l'aide de ces formules, du cas où la planète n'obéit qu'à l'action du soleil, et par conséquent aux lois du mouvement elliptique, au cas général où elle est soumise à l'action de tous les autres corps du système; dans la théorie du mouvement de rotation, on s'élève, par des formules analogues, du cas où le mobile n'est soumis à l'action d'aucune force accélératrice et se meut uniformément sur son centre, au cas où il est troublé par l'intervention de forces étrangères, comme la terre par les actions réunies de la lune et du soleil, la lune par l'action de la terre, etc. — Cette méthode, aussi féconde qu'ingénieuse, a non-seulement permis de déterminer les valeurs et d'exposer les causes de chacune des inégalités planétaires avec plus de précision et de clarté, son introduction dans la théorie du système du monde a donné encore à toutes les parties de ce vaste ensemble un lien qui leur avait manqué jusque-là. Tous les problèmes qui se traitaient précédemment par autant de méthodes particulières, peuvent être compris maintenant dans la même analyse; ce qui donne à l'étude de l'astronomie théorique une uniformité et une généralité qui doivent sans doute puissamment contribuer à en faciliter les progrès. Laplace a complété depuis le commencement de ce siècle *la Mécanique céleste*, le plus vaste monument qu'on eût encore élevé aux sciences astronomiques, et M. Poisson a successivement publié plusieurs mémoires sur les plus importantes questions

de la théorie du système du monde. L'examen de ces savantes productions dépasserait la portée d'un livre élémentaire et les limites que nous nous sommes imposées; nous dirons seulement qu'elles contiennent toutes ou des aperçus entièrement nouveaux ou des éclaircissements pleins d'intérêt sur des vérités déjà connues, et qu'elles ont mérité, par leur importance, que le nom de leur auteur fût désormais placé à côté de ceux de Lagrange et de Laplace, sur la liste des géomètres qui ont le plus contribué, dans le siècle actuel, aux progrès de l'astronomie théorique.

Cette prééminence que nous croyons devoir accorder à la France dans cette branche de la science, ne nous rendra pas injustes envers quelques géomètres étrangers qui l'ont aussi cultivée avec une grande distinction; et faute de pouvoir ici analyser leurs travaux avec tous les développements qu'ils exigeraient, nous citerons du moins M. Plana, en Italie; MM. Gauss, Bessel, Encke, Olbers, Hansen, en Allemagne; en Angleterre enfin, MM. Ivory, Lubbock, Hamilton, etc., comme s'étant particulièrement distingués par des recherches d'un grand mérite sur plusieurs points intéressants de la mécanique céleste.

Les progrès de la théorie, en nous dévoilant les causes des inégalités les plus cachées des planètes, et le nombre toujours croissant de bonnes observations, en faisant mieux connaître les éléments de leurs orbites elliptiques, ont permis d'apporter dans la construction des tables astronomiques une exactitude qu'exigeaient les perfectionnements qu'avaient subis les instruments et les méthodes d'observation.

Les tables du soleil, par Delambre, publiées en 1806, et fondées sur les formules de Laplace et sur les observations faites à Greenwich par Bradley et Maskelyne, et à Paris par l'auteur, sont encore les plus exactes que nous ayons et les plus usitées parmi les astronomes; cependant leur comparaison aux observations a indiqué quelques corrections essentielles aux éléments qui leur servent de base. Burckhardt, en 1816, en comparant les résultats de ces tables à un grand nombre d'observations de Maskelyne, a trouvé que la longitude de l'époque, le lieu du périgée et l'excentricité de l'orbite solaire exigeaient des corrections sensibles; que la masse de Vénus, fixée par Delambre, avait besoin aussi d'être réduite. M. Airy, en 1827, est arrivé aux mêmes conclusions par la comparaison de 1200 observations faites à Greenwich, avec les lieux du soleil déduits des

tables de Delambre, et il trouva de plus qu'il était nécessaire de faire subir une diminution à la masse de Mars adoptée par cet astronome. Mais le résultat le plus remarquable du travail de M. Airy, fut la découverte d'une nouvelle inégalité échappée à la sagacité de Laplace, et dont l'introduction devenait nécessaire pour faire disparaître quelques discordances remarquées entre les résultats de la théorie et de l'observation. Cette inégalité produite par l'action de Vénus sur la terre, a pour argument treize fois le moyen mouvement de cette dernière planète, moins huit fois celui de Vénus; sur l'annonce de son existence présumée, je m'empressai de calculer la valeur de son coefficient, et j'arrivai au résultat que M. Airy avait déduit d'abord de l'observation et qu'il a ensuite confirmé de son côté par un calcul théorique. Il ne doit donc plus rester aucun doute sur l'existence de cette nouvelle inégalité, qui peut s'élever à 2",05 dans sa plus grande valeur, et qu'il sera nécessaire de comprendre désormais dans la théorie du soleil. On doit encore à M. Bessel un beau travail où, par la discussion de ses propres observations et de celles de Bradley, il a complétement confirmé les conclusions des précédents astronomes; les corrections qu'il en a déduites pour les tables de Carlini, qui ne diffèrent, comme on sait, de celles de Delambre que par quelques dispositions particulières propres à faciliter les calculs, ont été généralement adoptées pour la construction de la *Connaissance des Temps*, à Paris, des éphémérides de Berlin, de Milan, etc. Cependant le besoin de nouvelles tables solaires où ces imperfections aient disparu se fait vivement sentir, et c'est avec confiance que les astronomes attendent de M. Bessel qui, dit-on, s'en occupe en ce moment, l'accomplissement de cet important travail.

Nous devons à M. Lindenau des tables de Mercure, de Vénus et de Mars, fondées sur la discussion des observations des meilleurs astronomes et sur les formules des inégalités de Laplace. Ces tables, quoique très-supérieures à celles données par Lalande, qui négligeait totalement l'effet des perturbations, paraissent cependant, par leur comparaison aux observations, être encore susceptibles de perfectionnement.

Les tables de M. Bouvard, pour Jupiter et Saturne, fondées sur les meilleures observations de l'astronomie moderne, et sur les formules de Laplace, sont certainement ce que nous possédons de plus exact et de plus complet en ce genre. L'usage continuel que

l'on fait de ces tables dans tous les observatoires, semble montrer qu'elles ne sont susceptibles que de légères erreurs. Cet avantage est dû sans doute aux progrès que Laplace a fait faire à la théorie de ces deux planètes, par la découverte de la cause qui produit la grande inégalité dont leurs mouvements sont affectés, et qui avait longtemps échappé à toutes les recherches des géomètres et des astronomes.

Les tables de Jupiter et de Saturne, données par M. Bouvard, étaient accompagnées de tables d'Uranus; mais soit que les observations sur lesquelles elles sont fondées fussent trop peu nombreuses, car l'impossibilité de représenter les observations antérieures à la découverte de cet astre comme planète en 1781 avait obligé M. Bouvard à les rejeter entièrement, soit quelque erreur grave dans la réduction des observations, ces tables, depuis leur apparition, ont successivement perdu de leur exactitude à mesure qu'on s'est éloigné de l'époque qui leur sert de point de départ; les différences qu'elles présentent avec les observations vont en augmentant de jour en jour, et elles ne s'élèvent pas aujourd'hui à moins de 60 à 70". Il était donc à désirer que l'on reprît le calcul de ces tables, et nous apprenons avec plaisir que M. Eugène Bouvard, astronome attaché à l'observatoire de Paris, s'en occupe en ce moment sous la direction de son oncle; ce travail permettra sans doute de résoudre l'importante question de savoir si l'insuffisance des tables actuelles est due en effet à un vice inhérent à leur construction, ou si la planète Uranus n'est pas soumise à quelque inégalité inconnue qui aurait échappé jusqu'ici aux recherches de l'analyse.

Si des tables des planètes nous passons à celles des satellites, nous placerons d'abord en première ligne les tables de la lune, si importantes par l'usage continuel qu'en font l'astronomie et la navigation. La découverte de la cause qui produit l'accélération séculaire du moyen mouvement de la lune, et l'introduction de plusieurs inégalités très-importantes auxquelles on n'avait pas songé, faites par Laplace, vers la fin du dernier siècle, avaient donné à la théorie de la lune une impulsion nouvelle, et le bureau des longitudes proposa en 1800 un prix pour la construction de tables lunaires plus parfaites que celles jusqu'alors en usage. Le prix fut décerné aux tables de Burg, astronome de Vienne, et le bureau des longitudes les fit imprimer à la suite des tables du soleil de Delambre, qui parurent en 1806. Dans ces tables, les arguments des inégalités sont empruntés aux formules de Laplace, et les coefficients sont

déduits de l'observation. Burckhardt, en 1812, publia de nouvelles tables lunaires qui s'écartent peu de celles de Burg pour les valeurs numériques des coefficients, mais qui en diffèrent par leur forme, que les astronomes ont jugée plus favorable à la facilité des calculs. Cependant ces dernières tables, ainsi que celles de Burg et que toutes celles qui les avaient précédées, étaient fondées, comme on voit, sur la réunion de l'observation et de la théorie, et c'est avec raison que l'Académie des Sciences de Paris jugea que la théorie de cet astre, qui nous intéresse à tant d'égards, demeurerait imparfaite et dans un état peu digne de la hauteur où se sont élevées les autres parties de la théorie du système du monde, tant que les tables lunaires seraient forcées d'emprunter aux observations d'autres données que celles qui sont nécessaires pour établir les six éléments de son mouvement elliptique. Cet objet devint en conséquence le sujet d'un prix proposé par l'Académie en 1820. Deux mémoires également recommandables furent couronnés, l'un de M. Damoiseau, qui devint ensuite le fondement de nouvelles tables lunaires, qu'il publia en 1824, l'autre de MM. Plana et Carlini, géomètres italiens. La comparaison des tables de M. Damoiseau, fondées sur la seule théorie, aux observations, a prouvé qu'elles les représentaient aussi bien que les meilleures tables connues; de son côté, M. Plana a considérablement perfectionné son premier travail, et l'a étendu dans un ouvrage qui comprend trois volumes in-4°, et qui, par l'immensité des calculs, par les soins donnés à toutes les parties de l'opération, peut être considéré comme l'œuvre la plus gigantesque qu'aient jamais accomplie les sciences mathématiques, et doit mériter à son auteur toute la reconnaissance des astronomes. Cependant, malgré tant de travaux remarquables, dont la théorie de la lune a été l'objet depuis le commencement de ce siècle, cette théorie avait paru, à quelques esprits éclairés, susceptible encore de notables perfectionnements. Il semblait surtout qu'il n'était pas impossible, dans l'état où se trouve aujourd'hui la science de l'analyse, d'arriver à des résultats aussi approchés que ceux qui avaient été obtenus, par une méthode plus directe et plus simple que les méthodes employées jusqu'ici. J'ai commencé, depuis quelques années, de laborieuses recherches dirigées vers ce but; M. Lubbock s'est occupé en Angleterre d'un travail semblable, et j'ai l'espoir de pouvoir offrir bientôt aux astronomes, des formules qui surpasseront, par leur

correctiou et l'étendue des approximations, toutes celles qui les ont précédées ; c'est avec uue grande satisfaction que j'ai appris que, tandis qne je m'occupais ainsi de perfectionuer la théorie de la lune, le gouvernement anglais veuait de mettre à la disposition de M. Airy des fouds considérables pour faire discuter de nouveau toutes les observations faites à Greenwich depuis 1750, c'est-à-dire depuis la première observation de Maskelyne jusqu'à ce jonr. Cette nouvelle discussion de la série d'observations de la lune, la plus complète que l'on connaisse, permettra d'établir les éléments du mouvement elliptique avec une correction à laquelle, peut-être, ni M. Damoiseau, ni M. Plana, ne se sont suffisammeut attachés, et si à cette époqne nous sommes assez heureux pour avoir terminé notre travail, les tables lunaires qui résulteront de cette théorie vérifiée et des éléments les plus corrects qu'on ait encore employés dans leur construction, atteindront sans doute à l'exactitude qu'on peut atteudre de nos meilleures tables planétaires.

Les tables des satellites de Jnpiter, pnbliées en 1817 par Delambre, sont encore celles dont on se sert pour la construction des éphémérides; elles sont foudées sur la théorie de ces satellites, perfectionnée par Laplace, et sur la discussion d'un nombre prodigieux d'observations réunies depuis 1662 jusqu'à 1802; elles suffiront sans donte pendant quelques années aux besoins de l'astronomie. Cependant, M. Damoiseau, savant utile et laborieux, a présenté il y a quelques années, au bureau des longitudes dont il est membre, de nouvelles tables des satellites de Jupiter, qui ont été publiées en 1836. Les satellites de Saturne et ceux d'Uranus sont trop éloignés de nous pour pouvoir être aisément observés, et par conséquent les tables de leurs mouvements nous seraient inutiles quand bieu même l'ignorance où nous sommes encore de leurs éléments elliptiques ne nous empêcherait pas de les former.

Si le mouvement de translatiou des planètes a spécialement attiré l'attentiou des astronomes, ils n'ont pas cependant négligé l'étude de leur figure et de leurs mouvements de rotatiou. M. Schrœter s'est attaché spécialement à la description des apparences que présentent les diverses planètes, et à mesurer le temps de leur rotation. Il a déterminé celle de Vénus par l'observation d'une montagne, située à la pointe australe du croissant, et il l'a trouvée de 23 heures 21 minutes; la rotatiou de Mars et celle de Mercure ont été mesurées par des moyens analogues. L'aplatissement de Jupiter a été

fixé par M. Struve à $\frac{1}{11,7}$; enfin les dimensions et la position de l'anneau de Saturne, les dimensions et la figure de cette planète ont fourni le sujet d'un beau travail à M. Bessel. Mais c'est surtout la détermination de la figure de la terre qui a été l'objet des plus grands efforts tentés depuis près d'un siècle, avec tous les moyens réunis de l'astronomie théorique et pratique. La France, dans le siècle dernier, avait pris l'initiative de voyages lointains, d'expériences réitérées pour déterminer par des mesures exactes la longueur des degrés du méridien à différentes latitudes, et en conclure la figure la plus probable du sphéroïde terrestre. Tous les gouvernements de l'Europe, avec un zèle dont la science ne peut que s'applaudir, se sont empressés de l'imiter; de nouveaux degrés ont été mesurés en Italie, en Angleterre, en Allemagne, en Laponie, au Cap de Bonne-Espérance (1), dans l'Inde, etc.; mais nulle part, je crois, cette opération n'a été faite avec autant de soins et sur une aussi vaste échelle qu'en France, au commencement de ce siècle. L'arc mesuré par les savants français, en 1792, et qui a servi de base au nouveau système métrique, s'étendait de Dunkerque à Barcelone; il a été depuis prolongé au sud jusqu'aux îles Baléares, et au nord jusqu'à Greenwich, et comprend dans cet intervalle un arc terrestre dont l'étendue entière est de 730521,5 toises (2). La comparaison de ces diverses mesures conduit à ce

(1) Le degré du cap de Bonne-Espérance avait été autrefois mesuré par Lacaille: M. Henderson, directeur de l'observatoire, établi au Cap depuis quelques années (1828), a été chargé par le gouvernement anglais de mesurer de nouveau ce degré; déjà les observations astronomiques, relatives à cette opération, ont été effectuées, et l'on n'apprendra pas sans satisfaction qu'elles ont complétement confirmé les résultats de l'astronome français. On sait, au reste, combien Lacaille avait la réputation d'un observateur habile et exact.

(2) Il faut faire ici une remarque importante M. Puissant a signalé, dans la mesure de l'arc compris entre Montjouy et Formentera, une erreur qui ne s'élèverait pas à moins de 68 toises; ne serait-il pas à désirer qu'un fait aussi important pour la figure de la terre et pour l'exactitude des opérations qui ont servi de base à notre système métrique, fût désormais mis hors de doute? Le bureau des longitudes possède, dans ses archives, le manuscrit des calculs qui ont servi à établir la mesure accusée d'inexactitude; il lui sera donc facile de les soumettre à un nouvel examen, et lorsqu'on sait combien de sacrifices a coûté l'établissement de ce grand

résultat remarquable, que la figure de la terre, à quelques légères irrégularités près, ne s'écarte pas sensiblement de la figure elliptique que la théorie lui attribue ; et elle donne pour l'aplatissement du sphéroïde terrestre, des valeurs qui s'accordent avec celle qui résulte des inégalités de la lune, en longitude et en latitude, dépendantes de cet aplatissement, plus peut-être qu'on ne pouvait l'espérer de moyens d'investigation aussi différents.

Une série d'expériences sur les oscillations du pendule, à différentes latitudes et à différentes hauteurs, a été aussi renouvelée par des observateurs français et étrangers, pour en déduire la loi de la diminution de la gravité, et par suite l'aplatissement du sphéroïde terrestre, par le théorème connu de Clairaut. La valeur qui résulte de ces expériences, quoiqu'en général un peu plus faible que celle qu'on obtient par la mesure directe des degrés du méridien, s'accorde cependant avec elle d'une manière suffisamment exacte. Cavendish, savant aussi éclairé que consciencieux, auquel nous devons l'immortelle découverte de la décomposition de l'eau, par des expériences sur l'attraction des corps de différentes natures, faites à l'aide de la balance de torsion, avait essayé de déterminer la moyenne densité de la terre ; M. Baily, astronome anglais, connu par son esprit judicieux et son adresse dans le maniement des instruments, est occupé en ce moment à répéter ces expériences ; ainsi se complète de jour en jour cette suite de travaux, non interrompus depuis un siècle, pour mesurer la surface de la terre et déterminer la nature de ses éléments les plus cachés.

Tels sont les principaux traits d'un tableau dont nous ne pouvons présenter ici qu'une rapide esquisse ; mais elle suffira pour faire apprécier la nature des recherches dont les sciences astronomiques ont été l'objet dans ces dernières années, et montrer que si notre siècle n'a pas, par des acquisitions importantes, augmenté considérablement l'héritage qu'il avait reçu des siècles précédents, il ne l'a pas du moins, enfant dégénéré, laissé dépérir dans ses mains. Sans doute l'astronomie pratique n'a pas eu à se prévaloir de découvertes aussi brillantes que celle de l'aberration de la lumière ou de la nutation de l'axe de la terre, qui avaient jeté tant

arc qui lie la France à l'Espagne, on est justement étonné de l'indifférence qu'on a montrée jusqu'ici pour la réclamation de M. Puissant, qui a paru en 1836. (V. *Mémoires de l'Académie des sciences*, t. XVI.)



d'éclat sur cette partie de la science dans le 18e siècle ; des voyages aussi vastes que ceux que tentèrent les académiciens français pour mesurer l'aplatissement du globe, n'ont point été entrepris ; la découverte de quatre nouvelles planètes d'un intérêt secondaire ne peut égaler celle de la planète Uranus, qui a reculé les limites et plus que doublé l'étendue de notre système planétaire ; quelques efforts qu'ait faits l'astronomie théorique, elle n'a rien produit sans doute qui puisse être mis en parallèle avec les grandes découvertes de Newton dans le 17e siècle, avec les brillants travaux de Lagrange et de Laplace, qui signalèrent la fin du siècle suivant ; mais est-il donc étonnant qu'après des pas si rapides dans la carrière, l'esprit humain reprenne un instant haleine avant de poursuivre sa course? Comme un conquérant qui vient d'ajouter de nouvelles contrées à son empire, ne doit-il pas employer quelque temps à les reconnaître, à en mesurer toutes les ressources, à s'assurer enfin sa domination sur toutes ses nouvelles possessions? On peut dire que tel a été, en effet, le caractère du siècle actuel ; si les découvertes astronomiques ont été plus rares et moins brillantes que dans les deux siècles précédents, toutes les branches de la science se sont de plus en plus étendues et fortifiées ; de nouvelles méthodes pour arriver par des voies plus simples à ses plus sublimes résultats, ont été imaginées, et de cette manière des vérités autrefois réservées à des esprits transcendants sont descendues jusque dans les notions élémentaires ; n'est-ce pas là un fait à signaler encore comme un progrès? car plus une science appelle d'intelligences à partager ses travaux, et plus il y a de chances pour que des conceptions nouvelles en reculent les limites. Les instruments d'optique se sont perfectionnés, et l'art de l'observation, excité par le progrès des théories, a acquis aussi un degré de précision jusqu'alors inconnu. Toutes les données sur lesquelles s'appuie l'astronomie pratique pour la réduction de ses observations, et tous les éléments que l'astronomie théorique lui emprunte pour appuyer ses calculs, ont été vérifiés de nouveau avec tout le soin que leur importance exigeait. Toutes les inégalités sensibles des planètes ont été développées et déterminées, et les tables astronomiques en ont acquis un plus grand degré de précision. Ce qu'un corps illustre avait exécuté en grand dans le siècle dernier pour la mesure de la terre, un simple particulier l'a répété sous de plus petites proportions dans le nôtre, et nous avons vu M. John Herschel s'imposer les fatigues

d'un long et pénible voyage pour aller au Cap de Bonne-Espérance étudier les astres de l'hémisphère qui nous est le moins familier. De nouveaux observatoires se sont élevés dans des contrées où naguère encore la civilisation même n'avait pas pénétré ; à Paramatta, dans la Nouvelle-Hollande, au Cap de Bonne-Espérance, à Madras, à Bombay, à Sainte-Hélène, le gouvernement anglais entretient des observateurs munis d'excellents instruments, avec une munificence dont il avait, jusqu'ici, rarement donné l'exemple. Cependant les observatoires du continent n'ont pas déchu en général de la haute réputation qu'ils s'étaient acquise dans le siècle dernier; nous citerons comme s'étant particulièrement fait distinguer par les travaux de leurs habiles directeurs, l'observatoire de Konigsberg, dirigé par M. Bessel ; celui de Berlin, par M. Encke ; celui de Vienne, par M. Littrow; celui de Dorpat, par M. Struve, etc.; mais en première ligne il est juste, sans contredit, de placer l'observatoire royal de Greenwich, si remarquable par la régularité avec laquelle les observations y sont faites, et surtout par l'illustration des noms des astronomes qui se sont succédé dans sa direction. On voit encore fixés sur les murs de cet observatoire, et conservés avec un soin religieux, le quart de cercle qui servit à Halley, celui de Maskelyne, et la lunette de Bradley est encore dirigée vers l'étoile γ du dragon, qui servit à cet astronome pour découvrir les lois des grands phénomènes de l'aberration et de la nutation. Telles on voit briller sur les tombeaux des conquérants ces puissantes épées qui soumirent tant de nations diverses ; mais les trophées de Greenwich nous rappellent de plus douces victoires, et tous les peuples de la terre peuvent les contempler avec un sentiment d'orgueil ; car les conquêtes de la raison appartiennent à l'univers entier (1).

(1) Dans un voyage que j'ai fait dernièrement à Londres, je n'ai rien eu de plus pressé que de me rendre à l'observatoire de Greenwich, et j'ai dû à l'obligeance de M. Airy, aujourd'hui directeur de cet observatoire, le plaisir de le visiter dans tous ses détails. Sans doute le nombre et la beauté des instruments est ce qui m'a frappé d'abord ; mais ce qui m'a à la fois étonné et charmé davantage, car nulle part je n'avais rien vu de pareil, c'est la régularité avec laquelle se font les observations et l'ordre qui préside aux travaux de toutes les personnes attachées à cet établissement. Tous les astronomes-adjoints travaillent dans un appartement commun et sous les

Si, dans le coup d'œil que nous venons de jeter sur les progrès récents des sciences astronomiques, la France paraît un moment descendue du haut rang qu'elle avait occupé aux deux siècles précédents dans l'astronomie pratique, d'un autre côté nous avons vu que nulle part l'astronomie théorique n'avait été cultivée avec plus de succès; il ne faut point oublier, d'ailleurs, qu'il y a à peine quelques années encore, nous n'avions à Paris, pour observatoire, qu'un fastueux bâtiment mal approprié à sa destination et dépourvu d'observateurs; et si nous portons les yeux vers les observatoires de nos provinces, un souvenir douloureux vient affliger notre pensée; et nous aussi, naguère nous comptions parmi nos concitoyens, et nous osons dire parmi nos amis, un astronome dont les glorieux débuts nous donnaient l'espoir d'opposer un jour son nom à ceux de tant d'illustres étrangers que nous avons mentionnés dans cette notice; Gambart, directeur de l'observatoire de Marseille,

yeux de leur habile directeur, en sorte que si une difficulté surgit elle est aussitôt aplanie. On sait que M. Airy a introduit à Greenwich, comme il l'avait fait à Cambridge, l'usage d'observations fréquentes des planètes trop négligées dans d'autres observatoires; chaque jour les observations faites la veille sont réduites et comparées aux résultats de nos meilleures tables, ce qui épargnera un long et pénible travail à ceux qui voudront employer ces observations pour construire des tables plus parfaites; enfin, pour plus de régularité, des tableaux imprimés sont mis à la disposition de chaque observateur, qui n'a plus qu'à en remplir les blancs, d'après les résultats de ses calculs. Une salle particulière est affectée aux calculateurs chargés de la réduction des anciennes observations de la lune, car ce travail, fait sur des fonds spéciaux, est tout à fait en dehors des occupations ordinaires de l'observatoire. Ajouterai-je que dans cette paisible retraite de Greenwich, séparée du monde par trois lieues d'intervalle, chacun semble avoir oublié les affaires de la terre pour celles du ciel; là aucune main, aucune tête n'est oisive; chacun a son emploi et semble concourir avec zèle à la perfection de l'ensemble. Qu'il me soit donc permis de remercier ici publiquement M. Airy, non de l'accueil bienveillant qu'il m'a fait, je devais l'attendre d'un homme de son mérite, mais de m'avoir montré un établissement où la science que j'aime avec le plus de passion, est encore dignement représentée et habilement cultivée; où les fonds qu'un gouvernement libéral lui destine, reçoivent une sage direction; où tout le luxe consiste dans la beauté des instruments, et où enfin il n'y a de place que pour le travail, de distinction que pour le savoir.

initié de bonne heure à toutes les théories mathématiques, doué de toutes les qualités qui font le grand astronome, un coup d'œil sûr, une main habile dans la pratique des instruments, un dévouement sans borne à la science : tout semblait nous promettre que les Cassini, les Lacaille, les Lemonier, les Delambre, ne resteraient pas en France sans successeurs. Mais, hélas ! l'épuisement causé par des travaux trop persévérants, une organisation trop sensible pour supporter sans découragement ces injustices que la médiocrité réserve toujours au mérite qui la blesse, enlevèrent bientôt cette heureuse intelligence à la science qu'elle cultivait avec tant de distinction. Gambart disparut comme avait disparu Pascal, comme ont disparu depuis les Petit, les Abel ; c'est un malheur attaché à ces natures vives et impressionnables ; pour nous servir d'une expression vulgaire mais juste, la lame use le fourreau ; quelquefois on laisse après soi un souvenir immortel : c'est une chance à courir, mais à trente ans on la paie de sa vie (1).

Je terminerai ce préambule déjà trop long, peut-être, pour le volume qu'il précède, en répétant que je n'ai eu qu'un seul but dans l'ouvrage que je livre au public, celui de faciliter l'étude de la plus sublime des sciences naturelles, en présentant les grands résultats auxquels elle est parvenue, dans un ordre que j'ai cru plus simple et plus logique que celui qui avait été suivi jusqu'ici. Ce sont des notes fournies par la lecture d'un grand nombre d'ou-

(1) Je ne puis me défendre de citer ici une anecdote bien propre à faire juger, je crois, de la pénétration de Gambart, et de l'expérience qu'il avait acquise par son étude continuelle du mouvement des astres. Je me trouvais avec lui à l'Observatoire, en 1835, lorsqu'on y reçut la première nouvelle de l'apparition de la comète de Halley, et les observations envoyées de Rome par M. Dumouchel. A peine Gambart y eut-il jeté à la hâte un coup d'œil rapide, qu'il me dit : « Pour quel jour avez-vous annoncé le retour de la comète au périhélie ? — Pour le 13 novembre (je n'avais point encore alors fait à la masse de Jupiter la correction qui m'a conduit à reculer cette époque jusqu'au 15 nov.). — Et M. Damoiseau ? continue Gambart. — Il annonce son passage pour le 4 — C'est vous qui avez raison, s'écrie-t-il, la comète sera au périhélie du 15 au 17. » — Elle y passa le 16, comme on sait ; ainsi un simple regard jeté sur le mouvement, pendant quelques jours, de cet astre en ascension droite et en déclinaison, avait suffi à l'habile observateur pour deviner toutes les circonstances de sa marche.

vrages qui me sont passés par les mains depuis vingt ans que je m'occupe presque exclusivement de l'astronomie théorique ; je les ai réunies et coordonnées, parce qu'on m'a dit que cela pourrait être utile à la propagation de la science, et que c'est, il me semble, vers ce but important que doivent tendre aujourd'hui tous les efforts. Ce livre est spécialement destiné aux personnes qui sont étrangères aux connaissances mathématiques; mais si l'exposition simple et claire des grandes vérités qu'il rappelle peut engager ceux qui le liront avec des notions snffisantes de ces sciences, à en chercher le développement et la démonstration complète dans les livres spécialement destinés an haut enseignement de l'astronomie théorique et pratique (1), notre travail aura dépassé les bornes de nos espérances.

(1) Parmi les ouvrages les plus utiles à consulter pour ceux qui voudraient avoir une idée exacte des formules et des procédés employés par les astronomes pour la réduction de leurs observations, et leur comparaison aux résultats de la théorie, nous recommanderons spécialement l'ouvrage de M. Francœur, intitulé *Astronomie Pratique* : c'est le *vade-mecum* indispensable de tout astronome praticien; toutes les formules importantes qni servent aux calculs astronomiques ou à la construction des éphémérides s'y trouvent réunies avec nne explication claire et suffisante pour en montrer l'usage: on trouvera souvent cet excellent Traité cité dans notre ouvrage.

PRÉCIS D'ASTRONOMIE

THÉORIQUE ET PRATIQUE,

OU

INTRODUCTION A L'ÉTUDE DE CETTE SCIENCE.

PREMIÈRE PARTIE.

MOUVEMENTS ET FIGURES DES CORPS CÉLESTES DÉDUITS DE L'OBSERVATION.

CHAPITRE Ier.

Aspect général du ciel. — Classification des astres. — Leur mouvement diurne. — Division des étoiles par ordre de grandeur et par groupes. — Nébuleuses, étoiles périodiques et changeantes. — Tableau de toutes les constellations tant anciennes que modernes.

1. Supposons que par une belle soirée et lorsque le soleil vient de se coucher, un observateur se transporte dans un lieu élevé d'où il domine au loin les objets environnants. La surface du globe lui paraîtra comme un plan sur lequel la voûte des cieux est appuyée, et sa vue sera bornée de tous côtés par un cercle qui semble être l'intersection de la terre et du ciel. Ce cercle s'appelle l'*horizon*, on s'est assuré que le plan qui le con-

tient est parallèle à la surface d'une eau tranquille, et par conséquent perpendiculaire à la direction du fil à plomb.

Si notre observateur s'est placé de manière à avoir en face le nord, il aura le sud derrière lui, l'orient à sa droite, et l'occident à sa gauche. L'aspect du ciel lui offrira un spectacle qui se renouvelle à chaque instant. Les étoiles lui paraîtront changer continuellement de position, s'élever ou s'abaisser dans l'espace en s'éloignant ou se rapprochant de l'horizon ; il verra les unes se montrer successivement à l'orient, d'autres disparaître à l'occident aux différentes heures de la nuit. S'il suit avec une attention particulière celles qu'il peut apercevoir pendant la durée entière de leur apparition, il les verra percer l'horizon à sa droite, s'élever graduellement, parvenir au plus haut point de leur course, s'abaisser ensuite, percer de nouveau l'horizon, et enfin disparaître. La durée des apparitions n'est pas la même pour toutes les étoiles, elle varie selon l'étendue des courbes qu'elles semblent décrire. Ces courbes paraissent des cercles dont les rayons vont en augmentant à mesure qu'on avance du nord vers le sud, mais la portion de ces cercles comprise entre le lever et le coucher de chaque étoile, est d'autant plus petite relativement à la circonférence entière, que l'étoile s'éloigne davantage de la partie septentrionale du ciel.

La plus méridionale de deux étoiles à son lever l'est encore à son coucher, les courbes qu'elles décrivent ne se coupent donc pas. La distance angulaire de deux étoiles quelconques est toujours la même à quelque époque qu'on la mesure ; les étoiles dans leurs mouve-

ments divers conservent donc toujours les mêmes positions relatives.

On remarque encore que toutes les étoiles se lèvent à perpétuité dans la même direction ; que la même heure de la nuit les ramène à peu près à la même position, qu'il en existe vers le nord qui ne disparaissent qu'un instant ; d'autres qui demeurent toujours sur l'horizon, et semblent décrire un petit cercle de la sphère céleste entièrement visible à nos yeux ; enfin en approchant davantage encore du nord, on aperçoit une étoile qui paraît tout à fait immobile.

2. De toutes ces observations on est porté à conclure que les étoiles ont un mouvement commun et général qui les emporte d'orient en occident comme si elles étaient attachées à une sphère solide dont la terre occuperait le centre, et qui tournerait dans l'espace de vingt-quatre heures sur deux points fixes dans le ciel. Cette rotation générale de la sphère céleste constitue ce qu'on nomme le *mouvement diurne*. Tous les astres y participent, quels que soient d'ailleurs les mouvements particuliers auxquels ils peuvent être assujettis.

Les deux points autour desquels le ciel semble tourner se nomment les *pôles du monde*. Le pôle élevé sur notre horizon est le *pôle boréal* ou *septentrional*, le pôle opposé et qui est constamment sous l'horizon est le *pôle austral* ou *méridional*. La droite qui joint ces deux points se nomme *axe du monde*. Le grand cercle intercepté sur la sphère céleste par le plan mené par le centre de la terre perpendiculairement à cette droite se nomme *équateur*, et les petits cercles compris dans les plans perpendiculaires à la même droite, mais ne passant pas par ce

centre se nomment *parallèles*. Les cercles correspondants que les mêmes plans tracent sur la surface du globe ont été nommés par analogie *équateur* et *parallèles* terrestres.

L'équateur divise le ciel en deux parties égales, qu'on nomme hémisphère austral et hémisphère boréal selon celui des deux pôles qui s'y trouve compris. On appelle *zénith* le point du ciel où aboutit la verticale ou la direction du fil à plomb du lieu de l'observateur, le *nadir* est le point du ciel diamétralement opposé.

Les grands cercles de la sphère céleste passant par le zénith et le nadir, et par conséquent perpendiculaires au plan de l'horizon, se nomment *verticaux*. C'est sur ces cercles que l'on mesure l'élévation des astres ou leurs hauteurs au-dessus de l'horizon. Les compléments de ces hauteurs sont les distances zénithales.

L'*azimuth* d'un astre est la distance angulaire du point nord de l'horizon au point où le cercle vertical mené par cet astre coupe l'horizon, ou, ce qui revient au même, c'est l'angle compris entre deux verticaux dont l'un passe au pôle et l'autre par l'astre que l'on observe. La position d'un astre sur la sphère céleste est déterminée quand on connaît sa hauteur et son azimuth.

Le méridien est le grand cercle de la sphère céleste qui passe par le zénith et les pôles. Ce plan a la propriété de partager en deux parties égales la partie visible des courbes décrites par les étoiles, et quand elles le traversent, elles sont arrivées à leur plus grande ou à leur plus petite hauteur au-dessus de l'horizon. La trace du plan méridien sur la surface du globe se nomme la méridienne. Soit (*fig.* 1) A B C D l'horizon, la terre étant supposée en T, A B représentera l'équateur et C D, qui

lui est perpendiculaire, le méridien ou plutôt les traces de ces deux plans sur le plan de l'horizon.

La verticale change de direction dans les différents lieux du globe ; l'horizon ou le grand cercle de la sphère qui est perpendiculaire à la verticale, doit donc varier également suivant la position de l'observateur. Ainsi, en s'avançant vers le nord, les courbes décrites par les étoiles qui se trouvent dans cette région du ciel, se dégagent de plus en plus de dessous l'horizon, et ces étoiles finissent par demeurer constamment visibles, tandis que d'autres étoiles situées au sud s'abaissent tout à fait sous l'horizon et disparaissent entièrement. Le phénomène contraire aurait lieu en marchant du nord au sud ; des étoiles d'abord invisibles se montreraient successivement, tandis que la durée de l'apparition de celles qu'on observait au nord diminuerait de plus en plus. La surface de la terre n'est donc pas un plan comme les premières perceptions de nos sens pouvaient nous le faire supposer, et l'on n'a pas été longtemps à reconnaître qu'elle a la forme d'un globe à peu près sphérique, isolé dans l'espace, et qu'enveloppe de tous côtés la voûte des cieux. C'est à raison de la sphéricité de la terre qu'un vaisseau que nous suivons sur la mer, disparaît à l'horizon longtemps avant qu'il ne soit arrivé hors de la portée de nos yeux ; c'est par la même cause qu'en s'élevant sur une montagne au moment du coucher du soleil, on le voit briller encore quand il a déjà disparu pour les habitants de la plaine.

3. La comparaison d'observations faites à de grands intervalles de temps, ne laissant apercevoir aucune variation sensible dans la disposition mutuelle des étoiles, on

leur a donné la désignation d'*étoiles fixes* pour les distinguer d'autres astres qui, outre le mouvement diurne d'orient en occident, commun à tous les corps célestes, ont un mouvement propre qui change continuellement leur position relative aux étoiles. Ces astres sont d'abord le *soleil* et la *lune*, et ensuite les *planètes* et les *comètes*.

Si un observateur situé dans nos climats se tourne vers le nord, il verra le soleil se lever à sa droite et se coucher à sa gauche comme les étoiles; mais les points de l'horizon où l'astre se lève et se couche ne seront pas toujours les mêmes; pendant l'été le soleil paraîtra se lever et se coucher devant l'observateur, et derrière lui pendant l'hiver. La courbe qu'il décrit dans le ciel dans cette saison semblera aussi beaucoup moins étendue, et l'intervalle qui sépare son lever de son coucher, sera beaucoup plus court. Ces changements périodiques qu'on observe dans les mouvements du soleil sont encore beaucoup plus sensibles dans les mouvements de la lune, et cet astre éprouve dans l'espace d'un mois des variations analogues à celles que présente le soleil dans le cours de l'année.

Les planètes sont sujettes à des changements semblables; ces astres ne paraissent pas toujours à la même distance des étoiles fixes, et les points de leur lever et de leur coucher changent très-sensiblement chaque jour: de là leur est venu le nom de planètes, qui veut dire *étoiles errantes*. Elles sont au nombre de onze et sont désignées par des noms et des signes particuliers : *Mercure* ☿, *Vénus* ♀, la *Terre* ♁, *Mars* ♂, *Jupiter* ♃, *Saturne* ♄, *Vesta* ⚶, *Junon* ⚵, *Cérès* ⚳, *Pallas* ⚴ *et Uranus* ♅. Les six premières, faciles à dis-

tinguer à l'œil nu, ont été connues de la plus haute antiquité ; les cinq autres dont la découverte ne remonte guère au delà des premières années de ce siècle, ne peuvent être aperçues, à l'exception peut-être d'Uranus, sans le secours des lunettes. Quelques-unes des planètes sont accompagnées d'astres de moindres dimensions qui circulent autour d'elles comme la lune autour de la terre. Ces planètes secondaires se nomment *satellites*, on en compte aujourd'hui dix-huit dans notre système planétaire, savoir : quatre autour de Jupiter, sept autour de Saturne, six autour d'Uranus, et un autour de la Terre.

Les planètes se distinguent des étoiles non-seulement par un mouvement dirigé pour toutes d'occident en orient, c'est-à-dire en sens inverse des mouvements diurnes, mais encore par leurs apparences physiques. Dans les plus fortes lunettes les étoiles ne paraissent que comme des points lumineux ; les planètes, au contraire, ont un disque sensible dont l'étendue varie quand elles se déplacent. La lumière des étoiles a ordinairement une espèce de tremblement que l'on nomme *scintillation* et que l'on ne remarque pas dans la lumière des planètes, à l'exception pourtant de celle de Vénus. Il serait difficile d'assigner la cause de cette différence, mais il est probable que son effet est dû aux vapeurs qui chargent l'atmosphère, car le célèbre voyageur Saussure a observé que sur les hautes montagnes, on ne remarque dans les étoiles aucune espèce de scintillation. Quoi qu'il en soit, ces divers caractères ne permettent pas de confondre les deux espèces d'astres.

4. On aperçoit quelquefois des astres qui d'abord

paraissent d'une lumière faible, augmentent peu à peu de clarté, et après s'être montrés très-brillants, diminuent ensuite d'éclat et finissent par disparaître entièrement. Ces astres sont d'ordinaire accompagnés d'une nébulosité qui forme autour d'eux une espèce d'auréole, ce qui les fait nommer *comètes* ou *étoiles chevelues*. Lorsque la nébulosité précède l'astre elle constitue ce qu'on appelle la *tête de la comète*, on la nomme la *queue* quand elle dégénère en une traînée lumineuse plus ou moins étendue qui suit l'astre et qui paraît toujours dirigée en sens inverse de la position du soleil.

La matière qui compose les queues des comètes doit être d'une très-faible densité, car à travers leur immense profondeur qui s'étend souvent à plusieurs millions de lieues, on aperçoit les étoiles devant lesquelles passent ces astres.

Les comètes ont un lever et un coucher comme les étoiles, elles ont de plus comme les planètes un mouvement propre mais beaucoup moins régulier. Les planètes, comme nous l'avons dit, se meuvent toutes dans le même sens, et dans leurs déplacements elles n'abandonnent jamais une zône étroite de la sphère céleste que l'on a nommée *zodiaque*. Les comètes au contraire parcourent le ciel dans toutes les directions, tantôt d'un mouvement dirigé dans le même sens que celui des planètes, tantôt dans le sens opposé. L'apparition des comètes inspirait autrefois aux hommes un sentiment de terreur; l'habitude et surtout les lumières de la science en ont fait aujourd'hui pour le vulgaire un événement ordinaire, et pour les astronomes une source d'études et de découvertes nouvelles.

Le Soleil, les planètes et les satellites forment notre système planétaire ou notre monde, l'ensemble de tous les astres répandus dans l'espace constitue l'univers.

5. On remarque dans quelques parties du ciel des places blanchâtres plus ou moins lumineuses, mais de formes extrêmement variées, que l'on a nommées *nébuleuses*. Plusieurs d'entre elles sont des amas de petites étoiles imperceptibles qu'on distingue dans de forts télescopes, mais on a spécialement réservé le nom de nébuleuses aux amas de lumière blanche et continue que l'on ne peut décomposer. Ce que les nébuleuses offrent surtout de remarquable, c'est que souvent des étoiles qui y étaient renfermées s'en détachent, ou bien qu'elles finissent par se condenser et ne former qu'une seule étoile, comme cela est arrivé dans la nébuleuse d'Orion. On doit donc penser qu'elles sont toutes également des agglomérations d'une matière nébuleuse répandue dans toutes les parties du ciel et arrivée à divers degrés de condensation. La durée des siècles concentre cette matière d'abord vague et diffuse autour de quelques points de sa masse et ainsi se forment les noyaux des étoiles qui doivent en sortir. Cette hypothèse explique d'une manière très-simple les diverses variétés que présentent les nébuleuses suivant le degré de condensation auquel elles sont parvenues, et les changements qu'on a observés dans quelques-unes d'entre elles. On y trouve aussi une raison plausible de l'inégalité qu'offre la distribution des nébuleuses et des étoiles dans les espaces célestes, où les nébuleuses affectent les places où les étoiles sont plus rares, circonstance assez remarquable pour qu'il soit difficile de l'attribuer au simple hasard.

Dans ce système cette bande irrégulière de lumière blanche qui entoure le ciel comme une ceinture, et que l'on a nommée *Voie lactée*, n'est qu'une nébuleuse arrivée déjà à un grand degré de maturité; en effet, on y découvre avec l'aide du télescope une infinité de petites étoiles dont la distance seule nous fait réunir et confondre la lumière. On doit à W. Herschel, célèbre astronome anglais, un beau travail sur les nébuleuses, où il les partage en trois classes distinctes selon le degré de condensation auquel elles sont parvenues.

1° Amas d'étoiles où les étoiles peuvent être nettement discernées, et qui se distinguent en amas globuleux et amas irréguliers.

2° Nébuleuses résolubles que l'on soupçonne formées par une agglomération d'étoiles, et qui se résoudraient probablement en étoiles distinctes si les instruments d'observation étaient perfectionnés.

3° Nébuleuses proprement dites où il n'y a pas d'apparence que la nébulosité puisse se résoudre en étoiles.

Les caractères qui distinguent ces trois espèces de nébuleuses ne sont peut-être pas suffisamment tranchés, et dépendent trop de la bonté de la lunette qu'on emploie dans l'observation pour ne pas laisser quelque latitude à l'arbitraire; mais cette classification suffit pour le moment pour diriger les observateurs, et il est bien à desirer que les astronomes s'appliquent désormais à l'étude de ces astres malheureusement trop négligés jusqu'ici. Nous reviendrons dans la suite sur le travail de W. Herschell auquel nous devons peut-être les notions les plus justes que nous possédions sur la formation véritable du système de l'univers.

6. Souvent en contemplant le ciel on aperçoit tout à coup une lumière très-vive qui traverse l'espace avec rapidité et vient s'éteindre en touchant l'horizon. C'est ce que l'on nomme *étoile filante ;* quelquefois à certaines époques de l'année, vers les premiers jours de novembre par exemple, ces étoiles deviennent très-nombreuses, ce qui a fait supposer que leur retour périodique coïncidait avec une disposition particulière du système planétaire. On pensait autrefois que leur distance à la terre ne dépassait pas les limites de notre atmosphère, et on les regardait simplement comme des météores igneux produits par les exhalaisons de la terre ; des expériences plus exactes ont semblé démontrer depuis qu'elles sont beaucoup plus éloignées qu'on ne l'avait supposé; mais si elles ne prennent pas naissance dans notre atmosphère, comme il est certain, du moins, qu'elles ne deviennent visibles pour nous que lorsqu'elles s'enflamment en y pénétrant, nous continuerons à les regarder comme des phénomènes passagers dont l'étude est plutôt du domaine de la physique que de l'astronomie.

Les *aérolithes* ou *pierres tombées de la lune* ont paru avoir une analogie remarquable avec les étoiles filantes. Ceux qu'on a observés à l'instant de leur chute paraissaient encore à l'état d'incandescence et même de fusion dans lequel ils avaient traversé l'atmosphère. Les masses de ceux qu'on a recueillis ont été quelquefois très-considérables. Leur nature se compose en général de fer natif et de nickel, substances très-rares sur la surface du globe ; ce qui semble donner encore quelque force à l'opinion de ceux qui leur assignent une origine étrangère. Quant aux causes qui les produisent, elles sont

encore inconnues, mais rien ne s'oppose à ce que l'on puisse les attribuer, selon la croyance vulgaire, à l'éruption de volcans placés à la surface de la lune, car le calcul a montré qu'il suffirait d'une force égale à quatre fois celle qui anime un boulet de 24 à sa sortie du canon, pour qu'un pareil météore fût lancé de la surface de la lune jusqu'au point où sa seule pesanteur le ferait tomber sur la terre.

7. Les premiers astronomes, pour se reconnaître au milieu de cette foule de points brillants qui parsèment la voûte céleste, avaient divisé les étoiles en groupes ou *constellations* auxquelles ils donnaient des noms particuliers. Il est difficile de découvrir quelle a été l'origine de ces dénominations, car les figures des constellations, à l'exception de quelques-unes d'entre elles, n'ont en général aucun rapport avec les noms qui les désignent. Les constellations du zodiaque sembleraient seules pouvoir se prêter sous ce rapport à quelques explications satisfaisantes; nous y reviendrons par la suite lorsque nous parlerons de la route que suit le soleil dans son mouvement annuel. Les astronomes modernes ont d'abord classé les étoiles d'après leur degré de clarté. Mais l'on ne fut pas longtemps à reconnaître les inconvénients d'une division aussi arbitraire, car il était rare que deux observateurs s'accordassent sur le rang qu'ils assignaient à la même étoile. D'ailleurs, comme on le verra, la grandeur de beaucoup d'étoiles est sujette à s'altérer. On a adopté depuis une classification moins susceptible d'erreurs; on désigne par les lettres grecques α, β, γ, etc., les étoiles d'une même constellation suivant leur ordre de grandeur; ainsi, par exemple, la plus brillante

du taureau se nomme α du taureau, ce qui ne préjuge rien cependant sur sa grandeur relative à une étoile quelconque de toute autre constellation (1). On a conservé en outre la désignation d'étoiles de 1re, 2me, 3me, etc., grandeur selon l'intensité de leur lumière, pour se former une idée de leur éclat respectif. Au-dessous de la 6me grandeur, les étoiles ne sont plus visibles sans le secours des lunettes.

8. On a observé des variations sensibles dans l'intensité de la lumière d'un grand nombre d'étoiles, que l'on a nommées par cette raison *étoiles changeantes*. Il y en a une dans la constellation du *Cygne* qu'on peut ranger dans la cinquième classe lorsqu'elle est à son *maximum*, et qui passe dans l'intervalle de six mois par tous les degrés de diminution, jusqu'à ce qu'elle soit devenue presqu'invisible; elle augmente ensuite par degrés et met trois cent quatre-vingt-seize jours à reprendre son premier état. — On en remarque une autre dans la tête de Méduse ou β de Persée, dont les mutations sont encore plus rapides, elle passe en deux jours et demi de son *maximum* à son *minimum*, et elle emploie deux jours vingt heures quarante-huit minutes à revenir à son premier éclat. Cette étoile est de celles qui ne se couchent jamais. La baleine renferme encore une étoile changeante qui est de seconde grandeur quand elle se montre dans

(1) Les lettres de l'alphabet grec épuisées on a employé, toujours suivant le même ordre, les lettres de l'alphabet romain. Enfin le nombre des étoiles de toutes les constellations s'étant prodigieusement accru par le perfectionnement des lunettes, on s'est borné à les placer dans les catalogues en les faisant précéder de numéros qui indiquent leur ordre.

tout son éclat, et qui disparaît presque totalement dans l'espace de trois cent trente-quatre jours vingt-une heures. Voici au reste, d'après sir John Herschel, le tableau des principales étoiles dont les changements périodiques ont été observés jusqu'ici, avec l'indication de leurs diverses périodes :

NOMS DES ÉTOILES.	PÉRIODES.	VARIATIONS DES GRANDEURS	PREMIERS OBSERVATEURS.
	j. h. m.		
β de Persée.	2 20 48	2 à 4	Goodriche 1782. Palitzch 1783.
δ de Cephée.	5 8 37	3. 4—5	Goodriche 1784.
ζ de la Lyre.	6 9 0	3 —4. 5	Goodriche 1784.
η d'Antinoüs.	7 4 15	3. 4—4. 5	Pigott 1784.
α d'Hercule.	60 6 0	3 — 4	Herschel 1796.
ο de la Baleine.	334 21 0	2 — 0	Fabricius 1596.
χ du Cygne.	396 —	6 —11	Kirck 1687.
367 de l'Hydre (1) B.	494 —	4 —10	Maraldi 1704.
34 du Cygne Fl.	18 ans.	6 — 0	Janson 1600.
420 du Lion M.	Plusieurs années.	7 — 0	Koch 1782.
κ du Sagittaire.	Plusieurs années.	3 — 6	Halley 1676.
♃ du Lion.	Plusieurs années.	6 — 0	Montanari 1667.

(1) Les lettres B, Fl. et M se rapportent aux catalogues de Bode, de Flamsteed et de Mayer.

On a fait beaucoup d'hypothèses pour expliquer ces singulières variations. Les uns ont prétendu que ces étoiles avaient des taches comme on en observe sur le soleil, et qu'en tournant sur elles-mêmes, elles nous offraient tantôt leur partie brillante, tantôt leur partie couverte de taches. D'autres ont dit avec Maupertuis que le disque des étoiles était aplati, de sorte que tantôt elles nous présentent leur face et tantôt leur tranchant. Enfin l'on a supposé qu'elles étaient comme le soleil entourées de planètes qui parfois, en s'interposant entre elles et nous, les éclipsaient en partie. Les observations futures indiqueront peut-être quelle est celle de ces explications qu'il faut choisir. Toutefois, il paraît que les variations des étoiles peuvent être modifiées quant à leur étendue et à la durée de leur période par des causes physiques qui nous sont inconnues. Ainsi l'étoile ο de la Baleine, par exemple, a été quatre ans sans reparaître, et l'étoile χ du Cygne était presqu'invisible pendant les années 1699, 1700 et 1701, aux époques où elle aurait dû atteindre son plus grand éclat.

9. Ces irrégularités dans les variations des étoiles *changeantes* nous amènent à parler d'un phénomène plus remarquable encore, c'est l'apparition soudaine de quelques étoiles dans diverses régions du ciel, et la disparition complète d'autres étoiles, qui ont cessé tout à coup d'être visibles après s'être montrées pendant un temps plus ou moins considérable avec un éclat extraordinaire, et tous les caractères qui distinguent les étoiles permanentes. Dans la première catégorie, par exemple, on peut ranger l'étoile dont on observa l'apparition inopinée, l'an 125 avant Jésus-Christ, et qui donna, dit-on, à

Hypparque, le plus célèbre des astronomes de l'antiquité, la première idée de former une liste de toutes les étoiles connues de son temps, pour avoir désormais le moyen de constater la présence des étoiles nouvelles qui pourraient surgir dans le ciel. Parmi les étoiles qui ont disparu, on peut citer une étoile observée en l'an 389 de notre ère, près α de l'Aigle, et qui pendant trois semaines eut l'éclat de Vénus, puis disparut entièrement. On cite encore une autre étoile qui parut en 1604, dans la constellation du Serpentaire, elle demeura visible pendant un an et on cessa ensuite de l'apercevoir. Mais de tous les astres qui parurent ainsi inopinément au firmament, et qui n'ont eu pour ainsi dire qu'une existence passagère, le plus remarquable sans contredit fut l'étoile qui se montra le 11 novembre 1572, au temps où vivait l'astronome Tycho-Brahé. Cet astre, au moment de son apparition, surpassait tellement les plus belles étoiles qu'il était visible à la simple vue en plein jour. Son éclat augmenta encore pendant quelque temps, puis il diminua graduellement, et au premier janvier 1573, il était déjà considérablement affaibli. Au mois de mars 1574 l'étoile disparut complétement. Sa lumière pendant la durée de cette apparition éprouva des variations aussi remarquables dans sa colorisation que dans son intensité. Lorsqu'on l'aperçut pour la première fois, elle était, disent les observateurs contemporains, d'une *blancheur parfaite*. Sa lumière en 1573, avait jauni en s'affaiblissant; elle prit plus tard la *couleur rouge*, et au rouge succéda une *blancheur livide* qu'elle conserva jusqu'à l'entière disparition de l'astre. Ces diverses teintes qu'a présentées l'étoile de 1572 ont fait supposer qu'elle était un corps in-

candescent, et que les variations de sa couleur n'étaient que le résultat de la combustion arrivée à différents degrés, comme les variations analogues que nous observons dans les corps que nous voyons s'enflammer ou s'éteindre à la surface de la terre. Il est certain que cette hypothèse expliquerait d'une manière très-simple l'apparition si soudaine et ensuite la disparition complète de cette étoile, et des autres astres semblables qui, après avoir été observés à diverses époques, ne se retrouvent plus aujourd'hui dans le ciel. Mais à cet égard, comme on le conçoit, nous en sommes réduits aux conjectures. Les étoiles *temporaires* sont-elles de même nature que les étoiles *permanentes ?* se sont-elles complétement éteintes en effet, ou leur éloignement devenu plus considérable est-il la seule cause qui empêche leur lumière de parvenir jusqu'à nous ? ou bien enfin devons-nous les ranger parmi les étoiles changeantes, qui n'ont pas encore accompli leurs longues périodes depuis l'époque où on les observa pour la première fois ? Ce sont autant d'intéressantes questions dont la solution est réservée aux astronomes des siècles à venir.

On a observé encore des étoiles qui changent de couleur avec le temps. La plus remarquable est celle qu'aperçut Taylor dans le Sagittaire, elle était si brillante qu'on la voyait en plein jour. Après avoir été d'un beau rouge elle devint bleue. M. Arago a remarqué encore que les anciens astronomes plaçaient Sirius, la plus belle des étoiles du ciel, parmi les étoiles rouges, tandis qu'aujourd'hui la blancheur de sa couleur frappe tous les yeux. On n'a pas donné jusqu'ici d'explication satisfaisante de cet étrange phénomène.

10. Certaines étoiles très-rapprochées les unes des autres, forment entre elles des groupes de *deux*, de *trois*, ou de *quatre* étoiles, qui paraissent comme des systèmes à part, en mouvement autour de leur centre commun de gravité, et dont la lumière est un composé de la lumière que nous envoie chacun de leurs éléments en particulier. Lorsque le groupe est composé de deux étoiles seulement, il prend le nom d'*étoile double* (1); on l'appelle *étoile triple*, lorsqu'il est composé de trois étoiles, et ainsi de suite. Un phénomène bien remarquable que nous offrent les étoiles multiples, c'est la colorisation presque toujours différente des éléments qui les composent. Dans les étoiles doubles le plus fort des deux astres est *rouge* ou *jaune* tandis que le plus faible offre une nuance *verdâtre* ou *bleuâtre* prononcée. Ainsi dans la treizième étoile de la Baleine, la grande étoile est *jaune*, la petite est *bleue*, dans η de Persée la grande est *rouge*, la petite est *bleue* sombre, dans φ du Taureau la grande est *rouge*, la petite est *bleuâtre*, dans α d'Hercule la grande est *rougeâtre*, la petite *verte*, dans η de Cassiopée la grande est *rouge*, la petite *bleue*, dans ο d'Ophiucus la grande est *rouge*, la petite *bleue*, etc. Frappé du grand nombre d'étoiles *vertes* ou *bleues* qui existent dans les groupes binaires, contrairement à la loi générale de colorisation des étoiles qui sont pour la plupart d'une lumière *blanche* ou *rouge*, M. Arago, qui s'est beaucoup occupé de cette

(1) ξ de la grande Ourse, λ du Belier, φ du Taureau, etc., sont des étoiles doubles. ζ de l'Écrevisse, et ξ de la Balance nous offrent l'exemple d'étoiles triples où les étoiles composantes sont toutes les trois assez brillantes.

partie de l'astrononomie sidérale, avait d'abord supposé que la teinte bleue de la petite étoile n'existait pas réellement, et qu'elle était l'effet d'une illusion produite par le contraste des couleurs. En effet, on sait en physique qu'une faible lumière *blanche* paraît *verte*, dès qu'on en approche une forte lumière rouge; elle passe au *bleu* quand la lumière environnante est *jaunâtre*. On pouvait donc par analogie supposer que la lumière verte ou bleue de la petite étoile dans les groupes binaires, n'était que l'effet du contraste de la teinte différente des deux éléments, mais outre qu'un grand nombre de cas échapperait à cette règle, on s'est assuré par des expériences précises, que la teinte verte ou bleue de la petite étoile dans les groupes connus sous le nom d'étoiles doubles, appartenait bien réellement à cet astre, et n'avait rien d'emprunté. Quant aux différences que présentent sous ce rapport ces astres avec les autres étoiles qui parsèment le ciel, on peut seulement en conclure que les conditions physiques nécessaires à l'existence d'une teinte bleue ou verte ne rencontrent que dans les étoiles multiples. Au reste, comme le dit M. Arago, ce phénomène a été remarqué depuis trop peu d'années pour qu'on puisse espérer d'en trouver aujourd'hui une explication plausible. C'est au temps et à des observations précises à nous apprendre si les étoiles vertes ou bleues ne sont pas des soleils déjà en voie de décroissance ; si les différentes nuances de ces astres n'indiquent pas que la combustion s'y opère à différents degrés ; si la teinte avec excès des rayons les plus réfrangibles que présente souvent la petite étoile, ne tiendrait pas à la force absorbante d'une atmosphère que développerait l'action de

l'étoile, ordinairement beaucoup plus brillante qu'elle accompagne, etc., etc.

11. Il suffit de quelque contemplation du ciel pour retrouver toutes les constellations du moment qu'on en connaît un petit nombre qui peuvent servir à diriger cette recherche. Les étoiles les plus faciles à distinguer dans nos climats sont celles de l'hémisphère boréal ; on appelle *étoile pôlaire* celle d'entre elles qui est la plus rapprochée du pôle, elle demeure toujours au-dessus de notre horizon, on s'en assure au moyen du télescope qui permet de la distinguer alors même que le soleil est dans son plus grand éclat. Cette étoile est d'un fréquent usage pour la géographie et la navigation, elle sert à s'orienter pendant la nuit, on l'emploie en astronomie à tracer le plan méridien et à déterminer la latitude du lieu qu'on occupe sur le globe. Voici un moyen facile de la retrouver : les personnes les plus étrangères à l'astronomie connaissent la *grande Ourse*, vulgairement nommée le *Chariot*. Cette constellation (v. fig. 2) est formée de sept étoiles très-brillantes dont quatre disposées en quadrilatère figurent les roues du char, tandis que les trois autres, placées en avant, représentent les chevaux qui le tirent. Si on prolonge vers le nord la ligne qui passe par les deux dernières étoiles du quadrilatère, qu'on désigne par les lettres α et β et qu'on nomme les gardes de l'Ourse, la première étoile que l'on rencontre sur ce prolongement est la *pôlaire*. Cette étoile se trouve à la tête d'une constellation composée de sept étoiles disposées de la même manière que celles de la grande Ourse, mais formant une figure moins étendue et dans une situation renversée ; cette constellation

représentée fig. 3, se nomme la *petite Ourse*. Toutes les étoiles qui la composent, ainsi que celles qui forment la grande Ourse, n'atteignent point l'horizon et par conséquent ne se couchent jamais dans nos climats.

Le même côté du quadrilatère de la grande Ourse qui conduit à l'étoile polaire, prolongé dans le même sens, traverse *Pégase* fig. 4, constellation formant sous de plus grandes dimensions la même figure que celle de la grande Ourse. La plus septentrionale des quatre étoiles du carré de Pégase se nomme *la tête d'Andromède*, les deux étoiles qui la précèdent sont le *corps* et le *pied d'Andromède*, et la première étoile de cette figure est la *tête de Persée*. Cette dernière constellation contient comme on l'a dit une de ces étoiles dont la lumière varie dans l'espace de quelques jours, et que par cette raison on a nommées *étoiles changeantes*.

Entre la petite Ourse et Pégase on remarque une constellation composée de cinq étoiles de 3me grandeur, disposées à peu près sous la figure d'un Y dont la queue est brisée, fig. 5, cette constellation se nomme *Cassiopée*. — Entre elle et la petite Ourse trois étoiles de 3me grandeur, disposées en arc de cercle, forment la constellation de *Céphée*. Cassiopée et Persée se trouvent dans la partie blanchâtre du ciel nommée la *Voie lactée*.

Entre les deux Ourses se trouve une suite de plusieurs étoiles qu'on appelle la *queue du Dragon*. La *tête du Dragon* se compose d'un petit quadrilatère formé de quatre étoiles très-visibles sous la petite Ourse et sur le prolongement de la ligne qui passe par les étoiles ζ et η de cette constellation. Le *corps du Dragon* comprend la traînée d'étoiles qui sépare sa tête de sa queue.

Si par l'étoile pôlaire on mène une perpendiculaire à la ligne qui a servi à la trouver on rencontre d'abord le *Cocher*, belle constellation composée de cinq étoiles disposées en pentagone fig. 6, et dont l'une, la *Chèvre*, est de première grandeur. Au-dessous, et sur le prolongement de la même ligne, vous trouverez *Orion*, la plus belle constellation du ciel. C'est un grand quadrilatère fig. 7, au milieu duquel sont rangées l'une auprès de l'autre trois étoiles très-brillantes qu'on nomme le *Baudrier* ou les *trois Rois*, ou bien encore le *Bâton de Jacob*. Cette constellation se fait aussi remarquer par une tache blanchâtre du genre de celles que nous avons nommées nébuleuses.

La perpendiculaire qui sert à trouver la constellation d'Orion, prolongée en sens contraire, donne la Lyre composée d'une belle étoile de première grandeur, *Wega*, au-dessous de laquelle on voit un petit triangle isocèle qui peut servir à la faire reconnaître.

Prolongez la droite $\alpha\ \delta$ qui passe par la queue de la petite Ourse, vous trouvez les *Pléiades* vulgairement nommées *la poussinière*, groupe de six étoiles serrées. Au-dessous et tout auprès, vous remarquez une étoile rougeâtre de première grandeur, c'est *Aldebaran* ou *l'œil du Taureau*, elle se trouve à l'extrémité de la branche inférieure d'un V oblique fig. 8, formé de cinq étoiles très-visibles, ce sont les *Hyades*. Ces deux constellations se trouvent aussi sur le prolongement de la droite qui passe par les trois rois. Cette même ligne prolongée en sens inverse conduit à *Sirius*, la plus belle étoile du ciel, elle fait partie d'un trapèze dont la base est adjacente à un triangle, c'est la constellation du *grand Chien*. Au nord de *Sirius* et formant un triangle équilatéral avec

α d'Orion, se trouve *Procyon* qui fait partie d'une autre constellation qu'on nomme le *petit Chien*.

Sur l'alignement des deux dernières étoiles de la queue de la grande Ourse, se trouve *Arcturus*, la principale étoile du *Bouvier*, et l'une des plus brillantes du ciel. Cette constellation est formée de cinq étoiles disposées comme un pentagone au-dessous duquel se trouve *Arcturus* fig. 9. Entre le Bouvier et la Lyre on voit un groupe d'étoiles disposées en demi-cercle, c'est la *Couronne*, ensuite on trouve *Hercule*, constellation qui se distingue par un quadrilatère d'étoiles de troisième grandeur, la diagonale dirigée vers le midi va passer entre la tête α d'Hercule et la tête α d'*Ophiucus* ou le *Serpentaire*.

Le côté α β du quadrilatère de la grande Ourse qui donne l'étoile polaire, prolongé dans le sens opposé, indique une constellation de quatre belles étoiles formant un trapèze, c'est celle du *Lion* fig. 10. La base inférieure renferme une étoile de première grandeur *Régulus* ou le cœur du Lion. — Sur la diagonale α γ du même quadrilatère prolongée vers le sud, se trouve une belle étoile de première grandeur l'*Epi de la Vierge*. La constellation de la *Vierge* dont elle fait partie se fait remarquer par cinq étoiles de troisième grandeur formant un V ouvert. — Sur le prolongement de l'autre diagonale δ β du carré de la grande Ourse, on trouve un grand parallélogramme oblique composé de sept étoiles qui forment la constellation des Gémeaux, les deux premières α et β sont *Castor et Pollux* fig. 11. — La même diagonale prolongée dans le sens opposé indique le *Scorpion* et *Antarès*, étoile primaire qui en fait partie et qu'on nomme aussi le cœur du Scorpion. — Tout auprès on voit la *Balance*

comprise entre l'épi de la Vierge et la tête du Scorpion où elle vient se terminer. Les Egyptiens et les Chaldéens réunissaient ces deux constellations en une seule, ils comprenaient la Balance dans les serres du Scorpion.

Les cinq dernières constellations que nous venons d'indiquer se trouvent sur une bande de la sphère céleste, large de 17° 20′, que l'on nomme *zodiaque*. Cette zone est divisée en deux parties égales par un grand cercle de la sphère incliné sur l'équateur de 23° 27′ ½ (*fig.* 1). Ce cercle dont nous aurons fréquemment occasion de parler dans la suite se nomme *Écliptique*.

Les constellations qui composent cette zone sont au nombre de douze, on les désigne par des caractères particuliers et on leur donne le nom de *signes du zodiaque*. Chacun de ces signes comprend trente degrés d'un grand cercle de la sphère. Quand on connaît deux de ces constellations, il est aisé de retrouver toutes les autres qui se succèdent dans l'ordre suivant :

♈ *le Bélier.*	♉ *le Taureau.*	♊ *les Gémeaux.*
♋ *le Cancer.*	♌ *le Lion.*	♍ *la Vierge.*
♎ *la Balance.*	♏ *le Scorpion.*	♐ *le Sagittaire.*
♑ *le Capricorne.*	♒ *le Verseau.*	♓ *les Poissons.*

Ces exemples suffisent pour montrer comment, en s'aidant d'une carte céleste, on parviendrait sans le secours d'aucun instrument à reconnaître toutes les constellations. Le procédé que nous avons suivi et qui consiste à prendre pour base quelques-unes des constellations les plus faciles à retrouver pour en déduire la situation de toutes les autres, se nomme méthode des alignements.

Elle est utile pour donner aux commençants une première idée de la disposition générale du ciel, mais les astronomes ont pour classer et fixer la position des étoiles des méthodes plus savantes et plus précises que nous ferons bientôt connaître.

Nous terminerons ce chapitre destiné à une reconnaissance sommaire des différents astres qui brillent dans le ciel, par la nomenclature complète de toutes les constellations aujourd'hui adoptées par les astronomes.

Les anciens partageaient les étoiles en 48 constellations, dont vingt-et-une comprises dans l'hémisphère boréal, c'est-à-dire entre l'équateur et le pôle nord; quinze dans l'hémisphère austral, c'est-à-dire entre l'équateur et le pôle austral; et douze comprises dans cette zone étroite de la sphère céleste que nous avons nommée zodiaque.

Constellations boréales des anciens :

1 La petite Ourse.
2 La grande Ourse.
3 Le Dragon.
4 Céphée.
5 Le Bouvier.
6 La Couronne boréale.
7 Hercule.
8 La Lyre,
9 Le Cygne.
10 Cassiopée.
11 Persée.
12 Le Cocher.
13 Le Serpentaire ou Ophiucus.
14 Le Serpent.
15 La Flèche.
16 L'Aigle.
17 Le Dauphin.
18 Le petit Cheval.
19 Pégase.
20 Andromède.
21 Le Triangle.

A ces constellations imaginées par les premiers astro-

nomes on a ajouté plusieurs siècles après les deux suivantes formées de quelques étoiles qui se trouvaient éparses entre les anciennes constellations, et que par cette raison on nommait étoiles informes; ce sont *Antinoüs* et la *Chevelure de Bérénice*, désignée aussi sous le nom de *Gerbe de Blé*.

Constellations zodiacales :

22 Le Bélier.
23 Le Taureau.
24 Les Gémeaux.
25 Le Cancer.
26 Le Lion.
27 La Vierge.
28 La Balance.
29 Le Scorpion.
30 Le Sagittaire.
31 Le Capricorne.
32 Le Verseau.
33 Les Poissons.

Constellations australes :

34 La Baleine.
35 Orion.
36 L'Eridan.
37 Le Lièvre.
38 Le petit Chien.
39 Le grand Chien.
40 Le Vaisseau.
41 L'Hydre.
42 La Coupe.
43 Le Corbeau.
44 Le Centaure.
45 Le Loup.
46 L'Autel.
47 La Couronne australe.
48 Le Poisson austral.

Les constellations ajoutées par les astronomes modernes, sont :

Dans la partie boréale,

Le petit Lion.
Le Lézard marin,

Le Levrier.	Le petit Triangle.
Le Sextant d'Uranie.	La Mouche ou le Lys.
Le Rameau de Cerbère.	La Renne.
Le Taureau-Royal.	La Messier.
LeTaureau de Poniatowski.	La Giraffe.
Le Renard et l'Oie.	Le Lynx.

Dans la partie australe :

Le Fourneau de chimie.	La Licorne.
Le Réticule rhomboïde.	La Boussole.
Le Burin du graveur.	La Machine pneumatique.
La Dorade.	Le Solitaire.
L'Horloge astronomique.	La Croix australe.
La Règle.	La Mouche ou l'Abeille.
Le Compas.	Le Caméléon.
Le Triangle austral.	Le Poisson volant.
La Colombe.	Le Télescope.
Le Chevalet du peintre.	L'Oiseau de Paradis.
La Montagne de la Table.	La Grue.
L'Écu de Sobieski.	Le Toucan.
L'Indien.	L'Hydre mâle.
L'Octant.	L'Atelier du sculpteur.
Le Microscope.	Le Phénix.

Le nombre des étoiles visibles à l'œil nu est d'environ *deux mille cinq cents;* les astronomes de l'antiquité n'en comptaient que *mille vingt-deux*, mais le nombre des étoiles qu'on découvre avec le secours du télescope augmente d'une manière prodigieuse, et il peut s'élever alors à plusieurs millions. La plupart des étoiles contenues dans les constellations modernes ne peuvent être

aperçues qu'avec des instruments, et sont imperceptibles à la vue simple.

Plusieurs des principales étoiles, outre les lettres qui les distinguent dans les diverses constellations qu'elles occupent, ont reçu des noms particuliers qu'il est souvent utile de connaître. Voici le tableau des plus importantes.

Sirius, dans la bouche du *grand Chien*, est l'une des plus brillantes des étoiles du ciel; elle égale Jupiter par son éclat.

L'*Épaule droite d'Orion*. *Rigel*, ou le *Pied gauche d'Orion*. Trois étoiles serrées et brillantes, au centre de cette constellation, forment les *trois Rois* ou le *Baudrier d'Orion*.

Aldébaran, ou l'*Œil du Taureau*. Les *Pléiades* et les *Hyades* font aussi partie de cette constellation, les Pléiades sont sur le dos et les Hyades sur le front du Taureau.

La *Chèvre*, dans la constellation du *Cocher*.

Wega, dans celle de la *Lyre*.

Arcturus, dans le Bouvier,

Antarès, ou le cœur du Scorpion.

L'*Épi* de la Vierge, dans la constellation de ce nom.

Alphard, ou le cœur de l'Hydre.

Régulus, ou le *Cœur du Lion*.

La *Queue du Lion*.

Canopus, dans la constellation du Vaisseau.

Fomalhaut, dans celle du Poisson austral.

Acharnar du plus vif éclat, dans l'Éridan.

Toutes les étoiles précédentes sont de première grandeur.

La *Pôlaire* de 2[me] grandeur, à l'extrémité de la queue de la petite Ourse.

Altair de 2[me] grandeur, dans la constellation de l'Aigle.

Le *Cœur de Charles* de 3[me] grandeur, dans les Levriers.

Procyon de 2[me] grandeur, dans la constellation du petit Chien.

Castor et Pollux de 2[me] grandeur, dans les Gémeaux.

La *Queue du Cygne*, etc., etc.

La *Voie lactée* embrasse la queue du Scorpion; de là cette bande se partage en deux branches : l'une au nord-est se dirige vers le Sagittaire, l'Écu de Sobieski, l'Aigle, la Flèche et l'Oie; l'autre va au nord en passant sur le pied et l'épaule orientale d'Ophiucus, le Taureau royal, le Cygne, et rejoint à la queue du Cygne la première bande dont elle s'est un peu écartée. La Voie lactée traverse ensuite Céphée, Cassiopée, Persée, les deux côtés inférieurs du pentagone du Cocher, les pieds des Gémeaux, la Licorne, le Vaisseau, la Croix du sud, α et β du Centaure, et revient enfin à la queue du Scorpion.

CHAPITRE II.

Instruments d'Astronomie. — Réfraction de la lumière. — Lentilles convexes et concaves. — Description de l'œil. — Lunette astronomique. — Micromètre. — Télescope. — Quart de cercle mural. — Lunette méridienne. — Horloge astronomique.

12. Si l'homme fût resté abandonné à ses propres forces devant les phénomènes de l'univers, il n'aurait jamais fait que de faibles progrès dans la carrière des sciences. Mais il trouva dans son génie les moyens de suppléer à la faiblesse de ses organes, d'en agrandir la portée, d'en décupler la puissance, et alors il put aspirer dans son ambition à pénétrer les plus intimes secrets de la nature. Sa vue parcourut sans se troubler cette immense distance qui nous sépare des astres que nous admirons dans les cieux; aidée du secours des lunettes elle osa sonder les profondeurs de l'espace, avec le microscope elle put étudier jusque dans leur essence d'autres corps, qui bien qu'à notre proximité semblaient par l'extrême délicatesse de leurs éléments, devoir se soustraire pour jamais à la grossièreté de nos perceptions. Enfin ce que les instruments de l'optique et de l'horlogerie avaient fait pour les facultés physiques de l'homme, la science du calcul le fit pour son intelligence, elle en recula les limites, et lui permit d'embrasser par son aide une suite d'idées dont la multiplicité et l'enchaînement ne lui auraient offert, sans ce guide toujours sûr, qu'un labyrinthe inextricable.

L'invention de ces merveilleux auxiliaires de notre faiblesse, formant l'une des conquêtes les plus brillantes de l'esprit humain, nous ne pouvions nous dispenser de nous y arrêter dans un ouvrage où nous avons eu pour but principal de montrer par quelle série de découvertes heureuses il est parvenu à donner à la plus sublime des sciences naturelles, le haut degré de perfection qu'elle a atteint aujourd'hui. D'ailleurs il serait difficile de parler des observations astronomiques sans avoir donné au moins une idée des agents dont leur pratique a besoin, car la bonté des observations dépend avant tout de la précision des instruments.

Ceux qu'emploie l'astronomie peuvent se diviser en trois classes.

1° Les instruments qui servent à prolonger la vue.	Les lunettes et les télescopes.
2° Ceux qui servent à mesurer les angles.	Le quart de cercle mural, la lunette méridienne, le cercle répétiteur.
3° Ceux qui servent à mesurer le temps.	Le clepsydre chez les anciens, l'horloge astronomique chez les modernes.

Nous allons examiner successivement ces trois classes d'instruments.

13. Sans entrer dans le détail des calculs mathématiques qui ont servi à perfectionner les lunettes, nous nous contenterons de rappeler ici quelques principes d'optique qui suffiront à l'intelligence de leur construction et de leur usage.

Lorsqu'un rayon de lumière, pour arriver jusqu'à nous, traverse des milieux transparents de différente densité,

il subit une inflexion qui le détourne de la ligne droite et que l'on nomme *réfraction*. Si ce rayon rencontre sur sa route une surface polie non transparente, il est repoussé en sens inverse, et ce phénomène se nomme *réflexion*.

L'angle compris entre la perpendiculaire à la surface de séparation des deux milieux et le rayon incident, est ce qu'on appelle *angle d'incidence*, l'angle compris entre cette droite et le rayon réfléchi ou entre son prolongement et le rayon réfracté se nomme *angle de réflexion* ou *de réfraction*.

Soit A B (*fig.* 12) un rayon lumineux qui tombe obliquement sur une plaque de verre M N, dont les deux faces sont parallèles, en traversant le verre ce rayon se détournera de sa direction en se rapprochant de la perpendiculaire à la surface M N au point B, mais en sortant du verre en C, le rayon redeviendra parallèle à sa première direction. C'est un principe que l'on peut admettre comme un résultat des premières expériences d'optique (1).

(1) Les lois de la réfraction et de la réflexion de la lumière au langage géométrique s'expriment ainsi : Lorsqu'nn rayon lumineux passe d'nn milieu dans un antre milieu de densité différente : 1° *le rayon incident et le rayon réfracté sont toujours compris dans un même plan normal à la surface d'incidence;* 2° *le sinus de l'angle d'incidence et le sinus de l'angle de réfraction sont entre eux dans un rapport constant quels que soient ces angles*, c'est-à-dire qu'en nommant I l'angle d'incidence et R l'angle de réfraction on aura $\sin I = n \sin R$, n étant une quantité constante qui dépend de la nature des deux milieux traversés et de leur densité. Cette belle propriété déconverte par Descartes est le principe fondamental de toute cette partie de l'optique qui traite de la réfraction de la lumière et qu'on a nommée *Dioptrique*. Si le rayon lumineux au lieu de pénétrer dans le

Supposons maintenant que les deux faces du verre ne soient plus parallèles et qu'il ait la forme d'un prisme MNP (*fig.* 13) ; le rayon AB reçu sur la face supérieure MN ne sortira plus parallèle; il éprouvera une déviation à sa sortie en C qui le rapprochera de la base du prisme, et qui dépendra à la fois de l'angle d'incidence et de l'ouverture du prisme. On pourra donc profiter de cette circonstance pour réunir au même point plusieurs rayons lumineux émanés d'un même objet, de manière à en rendre l'éclat plus sensible.

En effet soit L un objet quelconque d'où partent des rayons lumineux *ab*, *ac*, *ad*, etc., le rayon qui tombe perpendiculairement sur la surface plane en *b* traversera le verre *bm* sans se détourner, et continuera à se mouvoir sur la ligne *abmf*, si au rayon oblique *ac* vous présentez un prisme en *c*, il changera de direction à sa sortie du verre, se rapprochera de la ligne *ab* dont il tendait primitivement à s'écarter, et se réunira quelque part en *f* au premier rayon *ab* ; il en serait de même des rayons *ad*, *ae*, etc. pourvu que les dimensions des différents prismes, *cn*, *dp*, *eq*, etc. fussent calculés de manière que tous les rayons refractés aient un point de concours unique en *f*. Or, l'expérience a montré que l'on peut remplacer cet assemblage de prismes par une surface continue au moyen d'un verre sphérique convexe

second milieu est réfléchi à la surface de séparation : 1° *Le rayon incident et le rayon réfléchi seront compris dans un même plan perpendiculaire à cette surface;* 2° *L'angle de réflexion est toujours égal à l'angle d'incidence.* Ces deux principes servent de base à cette partie de l'optique qui traite de la réflexion de la lumière et qu'on a nommée *Catoptrique*.

des deux côtés et de fort peu d'épaisseur. Ce verre est ce qu'on nomme *une lentille*. Le rayon qui tombe perpendiculairement sur le point central en *a* (fig. 14) traverse le verre sans éprouver aucune déviation, à cause du parallélisme des éléments des deux surfaces de la lentille en ce point. Le rayon oblique qui vient tomber en *b* éprouve une forte déviation, parce qu'à ce point, le prisme qui forme les éléments de la lentille a deux faces très-inclinées, tous les rayons intermédiaires éprouvent des réfractions proportionnelles à leur distance du rayon O*a*, et il en résulte que tous les rayons émanés du point O, et qui tombent sur la lentille bi-convexe MN, se réunissent en un point unique F. Ce point se nomme *foyer* de la lentille.

On conçoit que par une courbure convenable donnée aux deux faces d'une lentille, on peut éloigner ou rapprocher selon le besoin le foyer; on remarquera encore qu'un faisceau de rayons parallèles, émanés d'un corps lumineux indéfiniment éloigné, peut aussi en traversant une lentille, être réuni en un seul et même point. En effet, considérons (*fig.* 15) les rayons parallèles *ab*, *ac*, *ad*, etc., le rayon *ab* n'éprouve pas de réfraction, tous les autres en subissent une qui est d'autant plus forte qu'ils sont plus éloignés du centre; de sorte qu'à leur sortie ils iront tous se réunir en un même point F. Réciproquement, si l'on place en ce point un corps lumineux d'où partent des rayons divergents F*m*, F*n*, F*p*, etc., et qui traversent la lentille, ces rayons en sortiront parallèles ou n'iront se réunir qu'à une distance infinie.

Le point où se réunit après la réfraction un faisceau

de rayons parallèles est ce qu'on nomme spécialement *le foyer* de la lentille; le calcul montre que si les deux faces de la lentille ont une égale convexité, le foyer des rayons parallèles se trouve au centre de figure de la face qui leur est opposée. Ainsi, plus la convexité de la lentille sera grande, plus les rayons convergeront rapidement après la réfraction, et plus le foyer de la lentille sera rapproché.

Une lentille dont les faces sont concaves au lieu d'être convexes, rend divergents à leur sortie les rayons qui tombent sur la face opposée, c'est ce dont il est aisé de se convaincre en remarquant que dans ce cas les prismes dont le verre se compose ont le tranchant tourné vers l'axe de la lentille, c'est-à-dire qu'ils sont en sens inverse de la position qu'ils occupent dans la lentille bi-convexe; or, comme la réfraction s'opère toujours vers la base du prisme, si l'une fait converger les rayons après la réfraction, l'autre doit les faire diverger.

Une lentille est *bi-convexe, bi-concave, plan convexe plan-concave,* selon que ses deux faces sont convexes ou concaves, ou que l'une de ses faces étant plane, l'autre face est convexe ou concave.

14. Ces propriétés des lentilles bien entendues, il est aisé de comprendre la construction et les effets des divers instruments que l'astronomie emprunte à l'optique, mais comme de tous ces instruments, l'œil humain est à beaucoup près le plus parfait et le plus merveilleux, il est juste de commencer par en donner ici une courte description; on appréciera mieux d'ailleurs ensuite les moyens par lesquels la science a cherché à en corriger les imperfections ou à en étendre la portée.

Sans entrer ici dans des détails qui tiendraient plus de l'anatomie que de la physique, bornons-nous à dire quelques mots des principales parties qui composent ce précieux organe. Le globe de l'œil est formé d'une enveloppe membraneuse *abc* (*fig.* 16), qui l'enferme comme dans une espèce de chambre obscure et qu'on a nommée la *cornée*. Cette membrane, en arrivant à la partie extérieure de l'œil, s'amincit et devient diaphane pour donner passage à la lumière; elle prend alors le nom de *cornée transparente*. Derrière cette partie de la cornée se trouve à l'intérieur une autre membrane *ambm* diversement colorée qu'on appelle l'*iris;* elle est percée au centre d'un trou qui nous semble noir, au milieu de l'iris, et qu'on nomme la *pupille* ou la *prunelle*. Derrière ce trou est placé un corps d'une substance membraneuse parfaitement transparente, qui a la forme d'un verre convexe et qu'on nomme le *cristallin*. La partie opposée EGF de l'intérieur de l'œil est tapissée d'un tissu nerveux d'un gris blanchâtre, sur lequel se peignent les images des objets extérieurs et qui, par l'intermédiaire du nerf optique, en transmet la sensation au cerveau. Ce tissu se nomme la *rétine*.

L'espace compris entre la cornée transparente A*ab* et le cristallin *ed* est rempli d'une substance fluide qu'on nomme l'*humeur aqueuse;* la cavité de l'œil, comprise entre le cristallin et la rétine, est remplie d'une espèce d'humeur gélatineuse parfaitement transparente qu'on nomme l'*humeur vitrée*. Tous les rayons de lumière qui pénètrent dans l'œil sont obligés de traverser les quatre matières transparentes qui composent la cornée, l'humeur aqueuse, le cristallin et l'humeur vitrée, et les

différentes modifications qu'ils y éprouvent produisent tous les phénomènes de la vision.

La pupille fait pour l'œil l'effet d'une lentille; les rayons de lumière qui la frappent obliquement éprouvent des réfractions différentes et viennent, après l'avoir traversée, se réunir en un même point placé sur la rétine, lorsque l'œil est bien conformé. Si ce point de concours était placé en deçà ou au delà, la rétine coupant le faisceau de rayons lumineux avant ou après leur point de jonction, il s'en suivrait que l'œil recevant à la fois l'impression des divers rayons émanés d'un même point, n'en percevrait plus qu'une idée confuse. Lorsque le cristallin est trop aplati, les rayons lumineux ne convergeant point assez à leur entrée dans l'œil quand l'objet dont ils émanent est à une médiocre distance, leur point de réunion tombe au delà de la rétine; l'œil n'aperçoit alors distinctement que les objets éloignés; ce défaut de la vue se fait remarquer ordinairement chez les viellards; on y remédie en interposant entre l'œil et l'objet qu'on considère un verre bi-convexe qui, en augmentant la convergence des rayons, force leur point de réunion à tomber exactement sur la rétine. Les personnes affectées de cette infirmité se nomment *presbytes*; les *myopes* ont le défaut contraire, ils ne voient distinctement que les objets fort proches de leurs yeux. Cette imperfection de la vue tient d'ordinaire à ce que le cristallin étant trop arrondi, les rayons des objets éloignés convergent trop à leur entrée dans l'œil et se croisent avant d'avoir atteint la rétine; on remédie à ce défaut par l'interposition d'un verre concave qui, ayant la propriété de rendre

les rayons plus divergents, éloigne le foyer du cristallin et corrige l'imperfection de sa conformation.

15. Lorsque pour considérer un objet nous l'approchons trop près de nos yeux, nous nous plaçons dans la même position que les presbytes, parce que les rayons étant trop peu convergents à leur entrée dans l'œil, le faisceau lumineux rencontre la rétine avant leur réunion, ce qui produit de la confusion dans l'image qu'ils y tracent. Dans beaucoup de circonstances cependant il est fort utile de pouvoir considérer de très-près un objet qu'on veut examiner, c'est ce qu'on peut faire avec le secours d'un verre bi-convexe. En effet, d'après la propriété des verres de cette espèce, les rayons émanés du corps LM (*fig.* 17) qui se trouve au foyer F, en sortiront parallèles, en sorte que l'objet devient visible pour l'œil armé d'une semblable lentille comme s'il s'en trouvait séparé par une grande distance. Aussi la lentille ou *loupe* dont se servent les naturalistes n'est-elle qu'un verre bi-convexe d'un très-court foyer: et elle n'a d'autre propriété que de permettre à l'œil de considérer les objets à une distance si rapprochée qu'ils seraient imperceptibles sans son secours. Mais ce simple rapprochement suffit pour en augmenter beaucoup pour nous la grosseur apparente. En effet, supposons par exemple que l'objet placé au foyer de la loupe ne pût être aperçu à l'œil nu qu'à une distance de huit pouces, et que le foyer de la loupe fût de $\frac{1}{2}$ ligne; avec son aide on verra l'objet comme s'il était éloigné de huit pouces et sous le même angle qu'on le verrait à la distance d'une demi-ligne; or cet angle est à l'angle sous lequel nous le verrions distinctement à l'œil nu comme les distances qui nous en

séparent, c'est-à-dire comme $\frac{1}{2}$ ligne est à 8 pouces ou comme 1 est à 192, la grandeur de l'objet se trouve donc augmentée dans la même proportion. Ainsi le pouvoir amplifiant d'une loupe est d'autant plus fort que son foyer est plus court.

La lunette astronomique est composée de deux lentilles AB et *ab*, dont l'une a un foyer très-éloigné et l'autre un foyer très-court. Ces lentilles sont adaptées aux extrémités d'un tube de cuivre (*fig.* 18) et disposées de manière que les deux foyers coïncident en un point commun F. Les rayons émanés d'un objet éloigné MN en tombant parallèlement sur la lentille AB, s'y réfractent et se réunissent, après l'avoir traversée, au foyer F, où ils reproduisent l'image de l'objet; en continuant ensuite leur route, ils viennent tomber en divergeant sur la seconde lentille *a b*, ils subissent une nouvelle réfraction et entrent parallèlement dans l'œil placé en O pour les recueillir.

Les deux lentilles AB, et *ab* ont donc deux destinations différentes : 1° La première, tournée du côté de l'objet, et que par cette raison l'on nomme l'*objectif*, reçoit les rayons lumineux qui viennent de l'astre observé, et le transporte pour ainsi dire sous nos yeux par l'image nette et lumineuse qu'elle en forme au foyer F ; 2° La seconde, où l'œil vient se placer, et que l'on nomme l'*oculaire*, sert uniquement à considérer de très-près cette image sans trouble dans la vision, comme on considérerait à l'aide d'une loupe un objet réel. D'après cela on conçoit que la première lentille doit être toujours beaucoup plus grande que la seconde, parce que plus l'objectif est grand, plus les rayons lumineux qu'il recueille sont nombreux, et mieux l'image formée au foyer est éclairée,

les dimensions de l'oculaire au contraire sont déterminées par celles de la prunelle de l'œil qu'elles ne peuvent pas dépasser.

La lunette que nous venons de décrire présente les objets dans une situation renversée, c'est ce dont il est aisé de se convaincre par l'inspection de la figure 18. On voit en effet que les rayons partis de l'extrémité M de l'objet MN traversent l'objectif en A et vont tomber au point *b* de l'oculaire, tandis que les rayons partis de l'autre extrémité N, tombent en B sur l'objectif et traversent l'oculaire en *a*. Si les lunettes ordinaires présentaient les objets terrestres dans cette situation renversée, ce serait un grave inconvénient; mais dans les lunettes astronomiques il est assez indifférent que le bord supérieur d'un astre nous paraisse occuper la place du bord inférieur, et réciproquement, et d'ailleurs les apparences sont identiquement les mêmes pour tous les astres.

Le but d'une lunette est d'éclairer et d'amplifier les objets ; ces avantages résultent de sa construction. En effet, les rayons reçus sur la surface de l'objectif sont réunis au foyer dans un espace moins étendu ; l'objet en paraît donc mieux éclairé et plus facile à distinguer. Quant au grossissement des lunettes, pour s'en faire une idée exacte, il faut remarquer que les objets nous paraissent d'autant plus grands que nous les voyons sous de plus grands angles ; c'est par cette raison que le même arbre ou le même clocher nous semble diminuer lorsque nous nous en éloignons ; et en effet l'angle compris entre les rayons visuels menés de notre œil à leurs extrémités se resserre de plus en plus à mesure que la distance augmente. Or, l'effet d'une lunette est de nous montrer les



objets sous un angle plus grand qu'ils ne paraîtraient à la vue simple. Ainsi dans la figure **19**, les rayons partis des deux extrémités de MN, en faisant abstraction des rayons obliques émanés des mêmes points et qui ne font que s'ajouter aux rayons principaux, formeront au foyer *a* de l'objectif une image de l'objet; si cette image était reçue sur un écran et qu'on la considérât à l'œil nu, elle paraîtrait déjà plus grande que MN; en effet, en nous supposant placés en D, nous verrions MN sous l'angle MDN ou ce qui revient au même, sous l'angle *b*D*a* qui lui est égal; or, pour voir l'image *ab* nous nous en éloignerons seulement de sept à huit pouces, distance nécessaire pour que les rayons entrent dans notre œil sans confusion; l'angle sous lequel nous verrons l'image sera donc beaucoup plus grand que l'angle *b*D*a*, puisque la distance focale D*a*, dans toutes les lunettes astronomiques, est toujours supposée beaucoup plus grande que sept à huit pouces. L'objet MN doit donc déjà nous paraître amplifié par le seul fait de l'objectif; mais l'intervention de l'oculaire le grossit encore dans une bien plus grande proportion. En effet, la loupe dont la distance focale est très-courte, nous permet de voir l'image *ab*, non plus à une distance de huit pouces, mais comme si notre œil était placé en E, c'est-à-dire sous l'angle *b*E*a*; or, dans le triangle D*b*E, les angles D et E étant supposés peu considérables, sont entre eux à très-peu près en raison réciproque des segments adjacents E*a*, et D*a* c'est-à-dire qu'on a la proportion E : D :: D*a* : E*a*; Or, D*a* est la distance focale de la première lentille, E*a* la distance focale de la seconde; donc l'angle sous lequel on voit l'objet par la lunette est augmenté par rapport à

l'angle sous lequel il paraîtrait à la vue simple dans le rapport des distances focales des deux lentilles, ou dans le rapport des rayons de leurs convexités, *le grossissement d'une lunette est donc d'autant plus fort que le foyer de l'oculaire est plus court en comparaison du foyer de l'objectif.*

On a donc ainsi le moyen de connaître d'avance le pouvoir amplifiant d'une lunette quelconque, et l'on peut le doubler ou le tripler en lui donnant un oculaire dont le foyer soit la moitié ou le tiers plus court. D'après cela on pourrait croire qu'il est permis d'augmenter à l'infini le pouvoir amplificatif, mais la constitution de nos yeux nous impose des limites à cet égard. Il doit toujours exister entre les distances focales de l'objectif et de l'oculaire un certain rapport au delà duquel les images deviennent confuses, et passé ce terme, on ne peut plus augmenter le grossissement d'une lunette à moins de lui donner un objectif d'une surface plus grande, d'un foyer plus long, et à moins de changer par conséquent les dimensions de l'instrument (1).

(1) La première condition d'une bonne lunette c'est que la peinture focale soit nette, et que par conséquent tous les rayons partis d'un *même point* de l'objet se soient concentrés en *un seul point* dans l'image. Si au contraire les rayons qui émanent d'un même point ne se réunissent pas au foyer en un seul point, les rayons des différentes parties de l'objet empiétent les uns sur les autres, et l'image est confuse. Le défaut de netteté qui existe à différents degrés dans toutes les lunettes dépend entièrement de l'objectif, et sera d'autant moins sensible que l'artiste qui l'a construit sera parvenu à donner à la lentille une courbure régulière plus rapprochée de celle que la théorie lui assigne. L'oculaire ne saurait faire disparaître les imper-

Les lunettes astronomiques grossissent ordinairement 70 à 100 fois les objets, dans quelques-unes même le grossissement va jusqu'à mille fois. Mais il ne faut donner à ces expressions que le sens que les astronomes y attachent, et ne pas s'attendre par exemple à trouver la lune cent fois plus grande qu'elle ne l'est à la vue simple dans une lunette qui sera donnée pour grossir cent fois; cela veut dire simplement que cette lunette présente les objets sous un angle cent fois plus grand qu'on ne le verrait à l'œil nu, mais la grandeur que nous attribuons à un corps ne dépend pas seulement de cet angle, l'éloignement auquel nous le supposons y entre aussi pour beaucoup; ainsi plusieurs objets vus sous le même angle ne nous paraîtront cependant point égaux entre eux si nous les jugeons à des distances différentes. Or, comme cette appréciation par nos sens de la grandeur réelle d'un corps devient ainsi tout à fait arbitraire, et ne pourrait servir à estimer le grossissement des lunettes, on y a suppléé par l'angle de la vision, quantité mathématique que l'on peut toujours exactement mesurer.

On place ordinairement dans l'intérieur du tube des lunettes astronomiques un anneau circulaire noirci qu'on nomme *diaphragme*, et qui a pour but d'intercepter les rayons qui proviennent des bords de l'objectif, parce qu'ils sont sujets à se décomposer et produisent des iris qui rendent les images moins nettes que celles qui ré-

fections résultantes de cette cause; l'office qu'il remplit exclusivement comme on l'a vu, est de grossir, il amplifie tout ce qui est dans l'image, les défauts comme le reste. (M. Arago, Annuaire 1834.)

sultent des rayons plus voisins du centre. Le diaphragme a encore pour objet d'arrêter les rayons qui seraient irrégulièrement réfléchis par les parois intérieurs du tube.

L'espace du ciel que l'on découvre en se plaçant à l'oculaire se nomme le *champ* de la lunette. Tout objet dont l'image au foyer dépasse le diamètre du tube ne peut être vu tout entier dans la lunette. C'est ce qui explique pourquoi l'on n'aperçoit qu'en partie le soleil et la lune dans les *lunettes méridiennes* qu'on emploie ordinairement dans les observatoires.

Comme la précision des observations dépend surtout de l'appréciation exacte de l'instant où l'astre qu'on observe passe par le centre de l'instrument et que les étoiles mettent deux à trois minutes à traverser le champ d'une lunette astronomique, on place au foyer commun de l'objectif et de l'oculaire deux fils qui se croisent à angle droit, on observe ensuite la minute, la seconde et la fraction de seconde où l'étoile se trouvait à l'intersection des fils, et comme les étoiles n'emploient pas 1″ à traverser ces fils, on peut avoir ainsi à moins d'une seconde d'erreur près l'instant précis du passage par le centre de la lunette.

Pour plus d'exactitude encore, au lieu d'un seul fil vertical on en place quatre autres à droite et à gauche du premier, et l'on observe l'astre à mesure qu'il traverse chacun de ces fils, on a ainsi cinq observations du même astre; et en prenant la moyenne entre les temps des passages on parvient à fixer quelquefois à un *dixième* de seconde près l'instant précis ou il a traversé le plan de l'instrument.

16. Cet assemblage de fils est ce qu'on nomme un *réti-*

cule. Les astronomes introduisent souvent aussi dans leurs lunettes un autre appareil nommé *micromètre* qui sert à mesurer les diamètres apparents des astres. Il est composé de deux fils parallèles qui peuvent s'éloigner ou se rapprocher au moyen d'une vis, et qui sont traversés par un troisième fil qui leur est perpendiculaire. Une aiguille qui tourne sur un cadran joint à l'instrument indique le nombre de tours que l'on fait faire à la vis, et chacun d'eux répond à un accroissement dans l'intervalle des fils évalué d'avance par l'observation ; lors donc qu'un astre se présente dans le champ de la lunette, et qu'on a écarté les deux fils du micromètre de manière que son disque apparent soit compris entre eux, le nombre des tours donnés à la vis ou l'intervalle qui lui correspond évalué en secondes sera la mesure de son diamètre.

Il existe une autre espèce de micromètre qu'on nomme *micromètre extérieur*, qui sert à sous-diviser les intervalles marqués sur le limbe des instruments d'astronomie et que l'artiste n'aurait pu resserrer sans confusion. Ce micromètre consiste en une espèce de règle dentelée (*fig*. 20) dont les intervalles sont également espacés; à la dentelure inférieure est pratiquée une ouverture qui marque le zéro de l'échelle ; cette règle est enfermée dans une boîte en cuivre, deux fils mobiles disposés en croix peuvent parcourir à l'aide d'une vis placée à l'extérieur tous les intervalles de la règle, et une aiguille marque sur un cadran divisé en secondes le nombre de tours et de subdivisions de tours donnés à la vis. D'après cela il est aisé de concevoir l'usage de cet appareil ; en effet, si l'on fait correspondre le zéro du micromètre à l'une des

divisions du limbe, en amenant la croisée des fils mobiles jusqu'à ce qu'ils correspondent à la division voisine, on saura à quel nombre de secondes équivalent les tours donnés à la vis, et par conséquent la valeur de chaque tour. Ainsi, si le cercle de l'instrument est divisé de 5 en 5 minutes, et s'il a fallu dix tours de vis pour parcourir une division entière ou 300″, on en conclura que chaque tour vaut 30″. Si donc on veut connaître avec exactitude l'arc compris entre le zéro du cercle et un point qui tombe dans l'intervalle de deux divisions, on amènera le zéro du micromètre à correspondre avec ce point; le nombre de tours et de parties de tours qu'il faudra donner à la vis, pour amener la croisée des fils à tomber sur la division la plus voisine, donnera le nombre de secondes qu'il faut ajouter ou retrancher de la division marquée sur le cercle pour avoir l'arc cherché. Un microscope joint au micromètre sert à faciliter la lecture des divisions du cercle. Le *vernier* et le *nonius* sont encore deux instruments très-ingénieux qui servaient au même usage que le micromètre que nous venons de décrire, mais qu'on n'emploie plus guère depuis son invention.

17. La lumière solaire est composée de rayons différemment colorés qui ne se réfractent pas tous également en passant d'un milieu dans un autre (1), ce qui fait qu'en

(1) Si dans l'intérieur d'une chambre obscure, on reçoit sur un écran un rayon de lumière solaire après son passage à travers un prisme; il s'y forme une image oblongue diversement colorée. Le rayon solaire est donc un faisceau d'autres rayons de différentes couleurs et qui sont séparés par le prisme, en vertu de leurs divers degrés de réfrangibilité. Le rayon le plus réfrangible, est le violet, ensuite l'indigo, le bleu, le vert, le jaune, l'orangé et le rouge.

sortant de l'objectif les rayons ne se rassemblent pas tous à un foyer unique, et il en résulte dans les lunettes des iris qui troublent la vision. Pour remédier à cet inconvénient on avait d'abord employé pour objectifs des verres d'une très-faible courbure, parce qu'on avait remarqué que plus la convexité d'une lentille était petite, moins la différence des réfractions éprouvées par les rayons lumineux en la traversant était sensible, et plus par conséquent les foyers des divers rayons approchaient de se confondre ; mais aussi la distance focale des objectifs devenant plus considérable, on fut obligé de donner aux lunettes de très-grandes dimensions, et même quelquefois de se passer du tube de cuivre qui réunit ordinairement l'objectif et l'oculaire. A l'Observatoire de Paris, par exemple, l'instrument qu'employa Cassini pour découvrir les satellites de Saturne, se composait d'un verre de 220 pieds de distance focale suspendu au bout d'un mât, et d'un autre verre qu'on cherchait à mettre dans la direction du premier, en faisant coïncider leurs foyers. Mais on a découvert de nos jours une combinaison de deux espèces de verres, qui a la propriété de réfracter également les rayons solaires ; et des lunettes de cinq pieds, dont les objectifs se composent de deux parties différentes, l'une de *Flintglass*, l'autre de *Crownglass*, remplacent avec avantage dans nos observatoires les incommodes appareils que nous venons de décrire. Ce sont ces instruments que l'on a nommés lunettes *achromatiques*.

Ce problème, si heureusement résolu aujourd'hui, avait été longtemps regardé comme insoluble, et Newton avait contribué lui-même à propager cette erreur ; il

avait démontré, dans son Optique, qu'il était impossible de construire une lentille de quelque substance que ce fût, et quelque forme qu'on lui voulût donner, qui réfractât également tous les rayons solaires ; l'œil de l'homme offrait cependant un exemple du contraire, car ce n'est point un des moins admirables effets de sa constitution, que de voir les humeurs qui le remplissent, par la combinaison de leurs diverses densités, corriger la différence de réfrangibilité des rayons solaires qui les traversent avant d'arriver sur la rétine; toutefois, si l'assertion de Newton a été démentie par les faits, nous ne devons pas regretter une erreur qui a été profitable à la science, puisque la nécessité de chercher d'autres moyens de remédier aux inconvénients des lunettes dioptriques ou de réfraction, conduisit ce grand homme et d'autres astronomes de son temps à une découverte non moins admirable que celle des lunettes, à l'invention du télescope.

18. Dans les instruments imaginés pour perfectionner la vision, dont nous nous sommes occupés jusqu'ici, les rayons lumineux sont rassemblés au foyer par la réfraction; mais il y a encore un autre moyen de produire le même résultat par la réflexion. Chacun connaît ce principe fondamental d'optique, que lorsqu'un rayon tombe sur une surface plane de métal poli, le rayon incident et le rayon réfléchi forment avec la perpendiculaire à la surface des angles égaux; en d'autres termes *l'angle de réflexion est toujours égal à l'angle d'incidence* (1).

Cela posé, le rayon R qui tombe sur le miroir *ab* (fig. 21) se réfléchit en R', le rayon parallèle R qui

(1) Voir la note p. 32.

tombe sur le miroir $a'b'$, se réfléchit en R″, ainsi de suite, et l'on conçoit qu'il est possible de disposer des miroirs $a''b''$, $a'''b'''$, etc., de manière que tous les rayons réfléchis viennent se réunir en un seul et même point. C'est sur ce principe qu'étaient construits sans doute ces miroirs ardents avec lesquels on dit qu'Archimède incendia jadis la flotte Romaine sous les murs de Syracuse, expérience que Buffon a renouvelée à moins de frais, en embrasant dans le Jardin-des-Plantes, avec un miroir qui réfléchissait les rayons du soleil, des poutres placées à cinquante pieds de distance.

Le même principe sert de fondement à la construction du télescope. On a reconnu qu'une surface continue, du genre de celles qu'on nomme paraboliques, produit le même effet que la réunion des miroirs plans dont nous venons de parler. Le miroir parabolique (fig. 22) a la propriété de réunir au foyer F les rayons parallèles P, P′, P″, etc., qui tombent sur sa surface, il ne s'agit plus que d'observer avec *une loupe* ou lentille bi-convexe l'image qui est formée en F à leur point de concours. Pour cela dans le miroir métallique M N on pratique une ouverture $a'b'$ d'un demi-pouce de diamètre environ, on place au delà du foyer F un nouveau miroir, ce miroir est concave et fort petit, les rayons rassemblés en F s'y réfléchissent et vont se réunir par l'ouverture ab au foyer d'une loupe disposée à cet effet. L'on peut d'ailleurs à l'aide d'une vis faire avancer et reculer le petit miroir de manière que le foyer de l'oculaire réponde toujours au foyer du miroir. Ainsi, dans cet instrument, le second miroir est placé au delà du foyer du premier. C'est ce qu'on

appelle le *télescope Grégorien*, du nom de Grégorie son inventeur. Dans l'exécution de l'instrument on substitue seulement des miroirs sphériques aux miroirs paraboliques, à cause de l'impossibilité complète de donner une pareille forme à des surfaces métalliques. Il en résulte nécessairement un peu de confusion dans les images, parce que les rayons lumineux ne sont plus alors réunis exactement en un seul et même point. Il y a une autre manière de disposer le second miroir qui dispense de faire une ouverture au premier. Pour cela, avant que les rayons se réunissent en F (fig. 23), on place en *a'* un miroir plan que l'on incline de manière qu'il les rejette en un point F, c'est à ce point que doit répondre le foyer de la loupe à travers laquelle l'observateur voit l'image formée au point *g*, par une ouverture latérale faite à l'instrument. Ce télescope est celui qu'a inventé Newton. Enfin, il y a un troisième appareil (fig. 24) dans lequel le réflecteur est encore percé comme dans le télescope Grégorien, mais le second miroir au lieu d'être concave comme le premier, est convexe. Ce petit miroir est placé de manière que les rayons de lumière réfléchis par le grand, tombent sur sa surface avant de s'être réunis au foyer F, ces rayons en sortent convergents, et se rassemblent en un point *g* où l'on place de nouveau le foyer de l'oculaire, cet appareil se nomme *télescope de Cassegrain*.

La disposition des miroirs dans ce télescope et dans celui de Newton, permet de leur donner moins de longueur qu'à celui de Grégorie, mais ces deux instruments ont encore sur le dernier un avantage plus

important en ce que le petit miroir se trouve placé avant le point de réunion des rayons lumineux au foyer du grand miroir. En effet, lorsqu'on attend qu'ils soient rassemblés en ce point pour les recueillir sur le second miroir, il paraît qu'il s'opère alors une perte considérable de lumière par un effet qu'on ne peut guère expliquer, mais que la grande supériorité des télescopes de Newton et de Cassegrain sur le télescope Grégorien rend incontestable. Newton pensait encore avec raison que le grand miroir n'étant pas percé dans son télescope comme dans celui de Grégorie et de Cassegrain, il devait y avoir moins de rayons du centre perdus, et ces rayons sont les plus précieux, parce que ce sont les seuls qui se réunissent véritablement en un même point; aussi les artistes, quand ils n'ont pour but que de construire des instruments d'un pouvoir amplifiant très-considérable, préfèrent-ils ordinairement la disposition Newtonienne à celle des deux autres télescopes.

Au reste, la double réflexion que subissent les rayons lumineux dans toute espèce de télescope, affaiblit considérablement la lumière des images, car le miroir le plus poli ne réfléchit guère que la moitié de la lumière qu'il reçoit, l'autre moitié est en partie rejetée dans l'air libre, et en partie absorbée. La réfraction, au contraire, transmet les rayons lumineux sans leur faire éprouver de perte sensible, il en résulte que, dans un télescope construit pour grossir autant qu'une lunette astronomique, l'image paraît toujours moins grande que dans celle-ci, parce qu'elle est moins bien éclairée, et que l'éclat d'un objet ajoute pour nous à l'idée que nous nous faisons de

sa grandeur. La difficulté de donner à des miroirs de métal le poli et la forme convenables pour qu'ils réfléchissent le plus grand nombre de rayons possible, et que ces rayons se réunissent exactement au foyer, est encore un grand obstacle au perfectionnement des télescopes. Aussi, ne sont-ils plus guère en usage dans l'astronomie, depuis que le principal but qu'on s'était proposé en les inventant, celui d'éviter l'obligation de donner aux lunettes des dimensions disproportionnées, a été plus heureusement rempli par la découverte des lentilles achromatiques. Cependant Herschel, astronome anglais, a construit, à la fin du dernier siècle, des télescopes plus puissants, si ce n'est plus parfaits, qu'on ne l'avait tenté jusque là, et c'est par leur moyen qu'il a fait dans le ciel beaucoup de belles découvertes dont nous aurons à parler dans la suite. Le plus grand des télescopes d'Herschel avait quarante pieds de longueur et quatre pieds environ de diamètre, il pouvait grossir les objets de trois à quatre mille fois; M. Bouvard qui l'a vu, et qui même a fait mieux, car il s'est promené dans son intérieur, avec la précaution seulement de se courber un peu, m'a dit que les images y avaient une lumière extraordinaire, mais que leur forme était confuse et mal terminée, ce qu'il faut attribuer sans doute à la presqu'impossibilité de donner une figure sensiblement parabolique, ou même sphérique à un miroir d'aussi grande dimension que l'exigeait un pareil télescope

19. C'était déjà un grand avantage des lunettes que de grossir et d'éclairer les objets, mais les astronomes en ont retiré un plus grand encore par la précision nouvelle

qu'ils ont pu donner à leurs observations, en les adaptant sur des cercles gradués, et en leur joignant des horloges pour les faire servir à déterminer avec une extrême exactitude la position des astres sur la sphère céleste. Disons quelques mots des deux principaux instruments qu'ils ont imaginés pour remplir ce but, et qui sont pour ainsi dire les bases fondamentales de toute l'astronomie pratique.

Le premier se nomme *quart de cercle*, et son nom indique sa forme. Il consiste en une bande circulaire égale au quart de la circonférence divisée en dègrés, minutes et secondes, et terminée par deux rayons formant entre eux un angle droit. Cette bande se nomme le *limbe;* sur un pivot qui se trouve à son centre est fixée une lunette mobile, de manière à pouvoir parcourir toutes les divisions du limbe. L'instrument est supporté par un axe vertical autour duquel il peut tourner librement, le limbe est en cuivre pour faciliter le tracé des divisions, tout le reste est en fer.

Cet instrument très-simple a été connu de tout temps. Ptolémée qui en donne la description dans son Almageste (1) en faisait, dit-il, un fréquent usage. Les astronomes modernes l'ont seulement perfectionné en le simplifiant, et surtout en y substituant à l'alidade qu'il

(1) *Almageste* vient du mot grec μεγιστη qui veut dire *collection.* Dans cet ouvrage Ptolemée a recueilli un grand nombre d'observations faites par lui-même ou par les astronomes qui l'avaient précédé, en indiquant les procédés qu'ils suivaient pour les obtenir. C'est le Traité le plus complet qui ait été écrit sur l'Astronomie ancienne, et il est d'autant plus précieux pour nous, que c'est presque le seul ouvrage de ce genre qui ait échappé à la fureur des barbares.

portait autrefois pour viser les objets, une lunette, précieux instrument inconnu des anciens.

La plupart des observations astronomiques se font au moment où les astres traversent le plan méridien, il est donc nécessaire d'avoir des instruments exactement dirigés dans ce plan. Pour cela on fixe d'une manière solide le quart de cercle que nous venons de décrire, sur un mur parfaitement vertical et qui coïncide avec la direction du méridien, cet instrument prend alors le nom de *quart de cercle mural;* ou de *cercle mural* si le limbe comprend un cercle entier, ou enfin simplement de *mural*. Quant à son usage, il est facile à concevoir; le plan de l'instrument étant supposé parfaitement vertical, lorsqu'on dirigera la lunette vers un point donné du ciel, l'arc compris sur le limbe entre elle, et la direction du fil à plomb, mesurera la distance angulaire de l'astre que l'on a visé au point que nous avons nommé zénith, et son complément, sa distance méridienne à l'horizon, ou ce qu'on appelle ordinairement *la hauteur* de l'astre.

On varie d'ailleurs la forme et les dimensions du cercle mural de différentes manières. Quelquefois ce n'est pas la lunette qui tourne sur le cercle de cuivre, c'est le limbe lui-même qui est mobile, et un index fixe sert alors à indiquer les angles qu'il décrit, tel est celui qu'on voit à l'Observatoire de Paris, ce cercle a huit pieds de rayon, les divisions sont marquées sur deux bandes d'un métal blanc comme de l'argent, enchâssées dans son épaisseur, ce métal est un mélange de *palladium* et *d'or* qui convient spécialement à cet usage par la propriété qu'il

a de ne pas s'oxider. Le limbe est divisé de 5 en 5 minutes, un micromètre joint à l'instrument donne ensuite les secondes.

Les astronomes emploient encore pour observer les astres dans le méridien un autre instrument nommé *lunette méridienne* ou *instrument des passages* (fig. 25). Voici en quoi il consiste : Une lunette munie d'un réticule placé à son foyer et composé de cinq fils verticaux également espacés, est montée sur deux bras parfaitement égaux et perpendiculaires à l'axe optique de la lunette. Ces bras qui se composent de deux cônes tronqués terminés par deux cylindres de moindre dimension, reposent sur deux supports inébranlables, construits en pierre pour plus de solidité, les deux extrémités ou *tourillons* portent sur des coussinets que les tourillons ne touchent que par deux lignes pour diminuer le frottement. L'un des tourillons est creux et peut recevoir une lampe qui sert à éclairer les fils de la lunette, et à les rendre visibles pendant la nuit. Les deux coussinets sont mobiles, l'un peut s'élever ou s'abaisser à volonté, pour amener l'axe de rotation à une situation parfaitement horizontale, l'autre peut s'avancer à l'aide d'une vis sur le support dans le sens horizontal, afin qu'on puisse diriger facilement l'axe de la lunette dans le plan du méridien. Un niveau à bulle d'air est suspendu à l'instrument pour qu'on puisse toujours s'assurer qu'il est parfaitement horizontal.

Dans cet état, la lunette a exactement la position d'une pièce de canon sur son affût, et si l'axe optique est bien perpendiculaire à l'axe de rotation, elle doit décrire un plan vertical quand on la fait tourner sur ses tourillons.

On a un moyen fort simple de s'en assurer; lorsque la lunette est une fois dirigée dans le plan méridien, on vise à l'horizon un objet terrestre bien remarquable, ou bien l'on fait élever un point de mire s'il n'en existe pas, on renverse ensuite la lunette en retournant l'axe de rotation, de manière que les deux tourillons viennent prendre sur les supports la place l'un de l'autre; alors, si le point de mire est exactement coupé par le fil du milieu dans les deux situations de la lunette, l'axe optique est exactement perpendiculaire à l'axe de rotation; s'il y a une différence, il faut corriger l'erreur résultante de l'inclinaison de ces deux axes avant de faire aucune observation avec cet instrument.

A l'un des bras *b c* de l'iustrument est fixée aussi une aiguille qui tourne avec la lunette, et sert à montrer sur un cercle gradué l'angle que forme le rayon visuel avec la verticale du lieu.

D'après cela on voit que la lunette méridienne peut servir aux mêmes usages que le cercle mural, et donner ainsi que lui la hauteur d'un astre, et l'instant de son passage au méridien par une seule observation. Mais dans les observatoires où l'on peut réunir ces deux instruments, on leur donne des emplois différents. Le cercle mural est uniquement consacré à observer les distances des astres au zénith, ou leurs hauteurs, la lunette méridienne à donner avec précision l'instant du passage au méridien. Elle est préférable pour ce genre d'observations, au cercle mural, parce qu'à cause de sa grandeur, son plan ne peut jamais être dressé assez correctement pour que la lunette décrive exactement le méridien pendant une révolution entière, d'ailleurs, l'effort seul

qu'on fait pour serrer la vis qui la fixe sur le limbe, suffirait pour l'en faire sortir, et l'erreur qui en résulte sur l'instant du passage, pourrait s'élever quelquefois jusqu'à 8 ou 9 secondes en temps. L'erreur, au contraire, que sa déviation peut produire, est insensible sur les distances zénithales, et pour les observer, le quart de cercle est préférable à la lunette méridienne, parce que le rayon du limbe étant beaucoup plus grand, la direction du rayon visuel est donnée avec plus de précision.

20. Nous allons considérer maintenant une autre espèce d'instruments indispensables pour les astronomes, ceux qui servent à fixer les instants précis de leurs observations.

Le temps est l'impression que laisse dans notre esprit une suite de phénomènes dont nous sommes certains que la production n'a point été simultanée (1). Ainsi le mouvement d'un corps qui change successivement de position, nous donne l'idée la plus nette que nous puissions concevoir de la durée du temps, puisque nous savons que le mobile n'a pu se trouver au même instant dans deux lieux différents. Le mouvement peut encore servir à la mesure du temps, car si un point se meut sur une ligne droite partagée en intervalles égaux, le temps qu'il emploiera à les parcourir sera le même pour tous, et les intervalles décrits à une époque quelconque seront entre eux comme les temps employés à les décrire. C'est sans doute par ce rapport naturel que nous sommes portés à établir entre le temps et les phénomènes du mouvement, qu'ils ont toujours servi de principe aux di-

(1) Laplace, Exposition du Système du monde.

visions du temps et aux instruments que l'homme a imaginés pour mesurer son cours. Ainsi le mouvement diurne qui ramène le soleil et les étoiles aux mêmes points du ciel, a donné d'abord l'idée de la division du jour, et la chute régulière du sable et de l'eau dans le sablier et le clepsydre des anciens, la descente des poids dans les horloges à rouages qui leur ont succédé, ont ensuite servi de base aux appareils destinés à indiquer les sous-divisions du jour en heures, minutes et secondes pour les usages de la vie civile. Mais pour avoir une mesure exacte du temps, il fallait s'assurer d'abord d'un mouvement rigoureusement uniforme, et qui pût, sans exiger de trop grandes dimensions, entrer dans la construction des horloges. Les astronomes ont fait longtemps de vains efforts pour résoudre ce problème ; Huygens, le premier, y parvint enfin au moyen du *pendule*: Cet instrument consiste, comme on sait, dans un corps pesant suspendu à l'extrémité d'un fil ou d'une verge rigide, qui peut tourner librement autour d'un point fixe placé à l'autre extrémité. Si l'on écarte le pendule de la situation verticale, et qu'ensuite on l'abandonne à lui-même, il tend à y revenir par l'effet de la pesanteur, et les oscillations qu'il fait de part et d'autre de la verticale sont toutes *isochrones* ou d'égales durées, quelle que soit la différence des arcs décrits pourvu qu'ils soient supposés peu considérables ; c'est cette propriété remarquable qui rend le pendule l'instrument le plus parfait qu'on puisse trouver pour la mesure du temps. La durée des oscillations d'un pendule est constante dans le même lieu de la terre, mais elle dépend de sa longueur, de sa forme et de son poids. Il fallait donc pour comparer les oscillations

de différents pendules, choisir un pendule uniforme auquel on les pût rapporter. Les géomètres ont imaginé pour cela un appareil composé d'un seul poids considéré comme un point matériel, et suspendu à l'extrémité d'une ligne droite inflexible regardée comme si elle n'avait aucune pesanteur, ce pendule idéal est ce qu'on nomme un *pendule simple*, et l'on a trouvé des règles générales pour déterminer par l'observation des oscillations d'un pendule composé de figure quelconque, la longueur du pendule simple dont les oscillations auraient la même durée, et qu'on peut par conséquent lui substituer. Il est facile d'après cela de déterminer la longueur exacte du pendule simple qui bat les secondes dans un lieu donné, ainsi par exemple à Paris des expériences très-exactes faites par Borda, ont donné $0^{m},993849$ et 3 p. 8,56 l. pour cette longueur réduite au vide, et l'on est assuré par conséquent de la marche régulière d'une horloge lorsque chacune des secondes marquées sur le cadran, correspond à une oscillation de cet appareil. La durée des oscillations d'un pendule croît si sa longueur augmente, elles s'accélèrent au contraire si le pendule se raccourcit, or, tous les métaux se dilatent par l'effet de la chaleur; une horloge bien réglée en été doit donc avancer en hiver, elle doit au contraire retarder en été si sa marche est exacte en hiver. Pour remédier à cet inconvénient, on a imaginé de composer les verges des pendules de deux métaux dont les dilatations sont différentes, de cuivre et d'acier par exemple, et disposés de manière que lorsque la dilatation de l'un des métaux fait descendre la lentille, l'autre en se dilatant par un effet contraire la fait remonter d'une

quantité égale, en sorte que la longueur du pendule reste toujours la même, quelles que soient les variations de la température.

Un pendule abandonné à lui-même dans une horloge, s'arrêterait bientôt de lui-même par le frottement qu'il éprouve dans son point de suspension, et par la résistance de l'air qui l'environne. Mais un poids attaché à une corde roulée sur une poulie et qui fait l'office de force motrice, ou dans les instruments de moindres dimensions un ressort tendu qui remplit le même but, communique au pendule, par l'intermédiaire d'une pièce nommée échappement, et d'une suite de roues dentelées qui s'engrènent les unes dans les autres. Ce poids lui donne à chaque instant une petite impulsion qui compense le ralentissement qui résulterait dans les oscillations des obstacles qu'il éprouve; et de son côté le moteur arrêté dans sa chute par l'effort du pendule revient à l'état du repos, puis recommence une nouvelle chute jusqu'à ce qu'il soit tombé d'une hauteur égale à la précédente. Une aiguille portée sur un cadran compte ces chutes ou les oscillations du pendule qui leur correspondent, et en divisant le temps en intervalles égaux, elle remplit les conditions nécessaires pour lui servir de mesure.

Telles sont les pièces principales qui entrent dans la construction des horloges. Nous n'entrerons pas ici dans plus de détails sur ces ingénieux appareils, qui ont acquis de nos jours toute la perfection qu'on peut désirer.

21. La lunette méridienne, d'après sa destination, peut donc se passer de cercle gradué, mais elle doit être tou-

jours accompagnée d'une pendule bien réglée, qui permette à l'observateur de noter avec précision l'heure, la minute et la seconde où l'astre qu'il suit est divisé en deux par le fil central de la lunette, et par conséquent l'instant où l'astre se trouve dans le plan méridien. En comparant entre elles les observations des passages de différents astres, on aura en temps les intervalles qui les séparent, et en convertissant ces temps en arcs de grand cercle à raison de la circonférence entière pour un jour, on aura les distances des différents méridiens qui renferment les astres observés, à l'un d'eux pris pour point de départ, au méridien. par exemple, du lieu d'où l'on observe. La distance d'un astre au zénith au moment où il traverse le méridien étant donnée, et la hauteur du pôle pour le lieu de l'observation étant connue, on peut d'ailleurs en conclure par une simple soustraction, la distance de l'astre à l'équateur, et par suite le parallèle sur lequel il est situé; l'astre devant donc se rencontrer à la fois sur un méridien et sur un parallèle déterminés, il est situé au point de concours de ces deux cercles sur la sphère céleste et sa position est par conséquent parfaitement fixée. L'arc de grand cercle compris entre le méridien qui passe par l'astre et un méridien fixe choisi arbitrairement se nomme l'*ascension droite ;* la distance de l'astre à l'équateur se nomme *la déclinaison.*

Cette manière de déterminer la position des astres est d'un usage continuel dans toute l'astronomie. Elle est à la fois plus exacte et plus simple que toutes celles qu'on pourrait imaginer en rapportant par des mesures directes des distances angulaires, la position d'un astre à d'autres points du ciel supposés connus. Le procédé des astro-

nomes est d'ailleurs ici entièrement conforme à ce qui se pratique en géométrie, où l'on fixe la position d'un point sur un plan par ses distances à deux axes déterminés, distances que l'on nomme ses deux *coordonnées*. Ajoutons encore qu'en divisant l'opération en deux, et en isolant les observations des *ascensions droites* et des *déclinaisons*, on diminue d'autant la chance des erreurs que peuvent commettre les observateurs, lorsqu'ils ont à partager leur attention entre deux objets à la fois.

La correction des observations dépend surtout de la bonne direction des instruments et de la régularité de la marche de la pendule. Aussi a-t-on soin de s'assurer par des vérifications fréquentes que la position du *cercle mural* et de la *lunette méridienne* ne s'est pas dérangée, et l'on vérifie chaque jour que la pendule marche régulièrement en la comparant aux étoiles qui doivent revenir au méridien, ou faire une révolution entière dans l'espace de 24 heures en temps de la pendule si elle est bien réglée.

On peut encore regarder comme un des instruments les plus précieux à l'astronomie, la *trigonométrie sphérique* que cette science emprunte à l'une des branches de la géométrie. Sans entrer ici dans des détails trop savants pour être à la portée de tous les lecteurs, nous dirons seulement que le but qu'elle se propose est de déterminer *trois des six parties d'un triangle sphérique les trois autres étant données*. On appelle parties d'un triangle ses trois angles et ses trois côtés. Il suffit de connaître trois de ces quantités pour pouvoir en déduire les trois autres par les règles de la trigonométrie sphérique. Nous regarderons donc dans tout ce qui va suivre ce problème comme com-

plétement résolu, et nous supposerons toujours que les angles et les côtés d'un triangle sphérique nous sont tous parfaitement connus, du moment que trois de ses parties nous seront données. Quant aux termes particuliers qu'emploie la trigonométrie, tels que *sinus*, *cosinus*, *tangente*, etc., on en trouvera la définition dans la table placée à la fin du volume.

Nous ne nous étendrons pas davantage sur la description des instruments d'observations employés par les astronomes; ce que nous en avons dit suffira pour qu'on puisse se faire une idée de la manière dont les résultats que nous aurons à rapporter dans les chapitres suivants ont été obtenus; nous décrirons les instruments qui sont d'un usage moins habituel que ceux dont nous nous sommes occupés ici, à mesure que leur utilité se fera sentir dans le cours de cet ouvrage, ce qui en rendra l'intelligence plus facile. Au reste, quelques soins que nous puissions donner à cette partie importante d'un cours d'astronomie, notre tâche restera toujours imparfaite, c'est la vue seule et surtout la pratique continuelle des instruments qui peut en apprendre l'usage, et toutes les précautions nécessaires pour en régler l'emploi.

CHAPITRE III.

DES ÉTOILES.

Mouvement diurne. — Équatorial. — Détermination du méridien. — Catalogues d'étoiles. — Leurs variations apparentes. — Précession des équinoxes. — Premières notions de la parallaxe. — Distance des étoiles. — Sphère parallèle, droite et oblique.

22. Nous avons supposé dans le premier chapitre, un observateur se livrant sans instruments à la contemplation de la voûte céleste, et ses propres moyens lui ont suffi pour distinguer les astres permanents des météores lumineux qui ne font que des apparitions passagères dans l'espace, à reconnaître la fixité de certains astres, la mobilité des autres, à diviser enfin la voûte céleste en régions différentes, et à y chercher des points de reconnaissance, comme on dresse la carte d'un pays nouveau dont on prend possession. Mais il y a loin encore de cette première exploration du ciel, à la connaissance exacte des mouvements et de la figure des astres que l'astronomie s'est proposée pour but. C'est par une observation attentive et suivie pendant plusieurs siècles, et surtout par l'admirable invention des lunettes et du télescope,

que la science a pu s'élever de ces simples notions jusqu'à ce haut degré de perfectionnement qu'elle a atteint de nos jours. Nous allons donc mettre aujourd'hui à la disposition de notre observateur quelques-uns de ces précieux instruments que nous avons décrits dans le chapitre précédent, et nous essaierons de suivre les nouveaux progrès qu'il fera avec leur secours dans la recherche des mouvements célestes.

Les étoiles conservant toujours entre elles la même configuration, les astronomes de tous les temps les ont regardées comme des points fixes auxquels ils ont rapporté les positions des autres astres dont il leur eût été impossible sans cela d'apprécier les variations et les mouvements propres. L'étude des phénomènes célestes doit donc commencer par celle des étoiles. Nous avons pris déjà une première connaissance de leur mouvement diurne, et nous avons vu comment pour les reconnaître on les avait classées et partagées en différents groupes : il faut maintenant par des observations plus précises nous assurer si leur marche est régulière et uniforme comme nous l'avons supposé d'abord, et chercher le moyen de fixer avec une rigoureuse exactitude leur position sur la sphère céleste.

Supposons qu'un observateur suive avec un *quart de cercle* la marche d'une étoile septentrionale, de l'étoile polaire par exemple. Quand il dirigera la lunette vers l'étoile, celle-ci se trouvera dans le plan de l'instrument, et comme elle change à chaque instant de hauteur et de plan vertical, il faudra pour la suivre donner deux mouvements au *quart de cercle :* le premier autour de son axe, et qui servira à faire coïncider son plan avec le plan

vertical de l'étoile ; le second à la lunette, pour atteindre l'étoile à ses différentes hauteurs. Si l'on a observé l'étoile au moment où elle vient de paraître, on verra qu'elle s'élève par degrés jusqu'à ce qu'elle arrive à un point où elle semble un moment se mouvoir horizontalement ; fixons alors la position du plan où elle se trouve; pour cela dirigeons la lunette vers un point remarquable sur la terre sans faire tourner l'instrument, et notons ce point ; continuons ensuite à suivre l'étoile dans son cours. Nous la verrons s'abaisser successivement jusqu'à ce qu'elle arrive à un point où elle semble pendant quelques instants se mouvoir verticalement ; le quart de cercle reste alors immobile, et pour suivre l'étoile il suffit de faire tourner la lunette ; l'astre continue ensuite à descendre, mais son mouvement, qui jusque-là s'était opéré d'Orient en Occident, se dirige maintenant de l'Occident à l'Orient, et l'étoile arrive à un point où elle semble de nouveau se mouvoir horizontalement. Fixons, comme nous l'avons déjà fait, le plan vertical dans lequel elle se trouve à cet instant, et continuons ensuite à l'observer. Nous la verrons s'élever de nouveau sur l'horizon, arriver à un point où elle se meut verticalement, et recommencer une révolution semblable à celle que nous venons de suivre.

En rapprochant ces observations, nous remarquerons d'abord, que les deux plans verticaux passant par l'étoile lorsqu'elle était dans les points le plus haut et le plus bas de son cours, coïncident entre eux, et la même coïncidence a lieu pour toutes les étoiles circompolaires qui ne s'abaissent point au-dessous de l'horizon. Quant aux étoiles qui ont un lever et un coucher, comme une

partie de leur révolution, se fait sous l'horizon, on ne peut étudier leurs mouvements que d'une manière incomplète, mais cela suffit pour montrer que le plan vertical qui passe par l'observateur et par l'étoile quand elle est arrivée à sa plus grande hauteur, est le même plan vertical qui renferme les points les plus élevés et les plus voisins de l'horizon des courbes décrites par les étoiles circompolaires.

Des observations précédentes on peut encore conclure que l'on satisferait exactement à toutes les apparences du mouvement des étoiles en supposant que les courbes qu'elles décrivent sont des cercles. En effet, dans ce cas au point le plus haut et le plus bas de leur course, elles sembleraient se mouvoir dans une direction horizontale, parce que les tangentes aux cercles qu'elles décrivent sont alors situées dans des plans parallèles à l'horizon; dans les points intermédiaires les mouvements sembleraient dirigés verticalement parce que les tangentes aux mêmes cercles sont alors situées dans des plans perpendiculaires à l'horizon. Mais une courbe elliptique remplirait les mêmes conditions (1), nous n'avons donc point encore de données suffisantes pour nous convaincre que les courbes décrites par les étoiles sont des cercles; cherchons par de nouvelles observations à en acquérir la preuve.

(1) L'*ellipse* est comme on sait une courbe fermée du genre de celles que les géomètres de l'antiquité ont nommées *sections coniques* parce qu'elles résultent de l'intersection d'un cône par un plan. On trouvera dans le chapitre IV, la description de cette courbe et l'analyse de ses principales propriétés qui sont d'un continuel usage en astronomie.

Revenons à l'étoile polaire, et supposons qu'ayant mesuré l'angle que forment les deux rayons visuels menés aux points le plus haut et le plus bas de son cours, nous divisions cet angle en deux parties égales par une droite, il est évident que c'est sur le prolongement de cette ligne que doit se trouver le centre de la courbe que l'étoile a décrite. On s'est assuré par de nombreuses expériences que cette droite est la même pour toutes les étoiles; sa direction est invariable, mais son inclinaison sur l'horizon change dans les différents lieux du globe; elle est à Paris de 48. 50 14'''. »

Cela posé, concevons que sur un axe fixe AB (*fig.* 26) qui aura cette inclinaison à l'horizon, nous adaptions en A une pinule dont l'axe AC puisse faire avec AB un angle quelconque, et supposons que cet instrument ainsi construit soit doué d'un mouvement de rotation autour de AB. Si la courbe décrite par l'étoile vers laquelle nous dirigerons la pinule, est un cercle ou une ellipse, il est clair que nous pourrons la suivre dans tout son cours en faisant seulement tourner l'instrument sans changer l'angle BAC, c'est ce qui arrive en effet quelle que soit celle des étoiles circompolaires que l'on observe. La ligne AB est donc comme un axe universel autour duquel circulent toutes, les étoiles, et les courbes qu'elles décrivent sont contenues sur la surface du cône que trace la ligne AC en tournant autour de AB. D'où il suit que si ces courbes étaient des ellipses, leurs plans seraient nécessairement inclinés à l'axe AB. Or, l'angle BAC variant selon la distance de l'étoile que l'on observe au pôle, si l'on suppose cette distance de 90° on aura BAC = 90° et le cône décrit par AC se changera en un

plan perpendiculaire à AB, il ne serait donc plus possible de suivre l'étoile dans sa marche si son orbite était elliptique, tandis qu'au contraire il n'y a sous ce rapport aucune différence entre les étoiles quel que soit l'angle BAC, d'où il faut conclure que les plans dans lesquels elles se meuvent sont perpendiculaires à la ligne AB, et que les courbes qu'elles décrivent autour de cet axe sont des cercles.

La droite invariable autour de laquelle s'opère la révolution diurne de la sphère céleste, et dont nous venons de fixer la position, est celle que nous avons nommée dans le chapitre Ier, *l'axe du monde ;* les deux points du ciel vers lesquels elle est constamment dirigée indiquent les *pôles du monde*. Le grand cercle passant par le lieu de l'observateur et perpendiculaire à l'axe du monde a été nommé *équateur*, parce que les étoiles qui s'y trouvent situées ont leur jour égal à leur nuit, ce qui résulte de ce que les courbes qu'elles décrivent et l'horizon étant de grands cercles de la sphère, ils se coupent nécessairement suivant un de leurs diamètres, ou en parties égales, ces étoiles se nomment par abréviation *étoiles équatoriales*.

Nous ne nous sommes occupé jusqu'ici que des courbes décrites par les étoiles ; examinons la loi de leurs mouvements sur ces courbes.—Les astronomes ont imaginé un instrument qui permet d'en préciser toutes les circonstances. Voici en quoi il consiste : Un axe incliné pour Paris de 48° 50′ 14″ sur l'horizon, et qui par conséquent représente pour cette localité l'axe du monde, supporte une grande lunette qui peut se mouvoir de manière à faire avec cet axe tous les angles possibles, et

qui peut de plus avoir autour de lui un mouvement de rotation. Un cercle de cuivre gradué qui représente l'équateur est fixé perpendiculairement au même axe, au point d'intersection de l'axe de l'instrument et de l'axe optique de la lunette, et sert à mesurer les angles qu'elle parcourt en tournant autour de l'axe qui la supporte. Cet instrument qu'on nomme *équatorial* ou *machine parallactique* à cause d'un usage particulier auquel on l'emploie et que nous ferons bientôt connaître, n'est comme on voit que le perfectionnement de celui que nous avons supposé dans la figure 26 (1).

Si après avoir placé cet instrument dans le plan méridien, on dirige la lunette vers une étoile quelconque, et qu'on la fixe dans cette position, il suffira ensuite de faire tourner l'instrument sur son axe pour suivre l'étoile dans son cours, et à l'aide d'une montre on pourra mesurer le temps qu'elle mettra à parcourir un nombre de degrés donnés sur le cercle gradué. On reconnaît ainsi que toutes les étoiles ont une marche régulière et uniforme, et que dans leur révolution journalière elles parcourent des arcs égaux en temps égaux, à raison de 15° par heure ou de 360° en vingt-quatre heures, et cela quelle que soit la distance de l'étoile au pôle et par conséquent l'étendue totale du cercle qu'elle paraît décrire. Nous voici donc amenés par une suite d'observations rigoureuses, à ce résultat qu'une première contemplation du ciel n'avait pu que nous indiquer. *La révolution diurne des*

(1) L'*équatorial* s'emploie pour les observations qui ne peuvent être faites dans le plan méridien, pour les comètes, par exemple, qu'il est très-rare de pouvoir apercevoir à l'instant même où elles traversent ce plan.

étoiles s'opère par un mouvement général qui les emporte d'Orient en Occident, comme si elles étaient toutes attachées à une sphère solide qui tourneroit uniformément dans l'espace de vingt-quatre heures autour de l'axe du monde.

Pour expliquer ce mouvement journalier de toutes les étoiles deux hypothèses se présentent. Ou la sphère céleste entraînant avec elle les étoiles tourne d'un mouvement uniforme sur les pôles du monde autour de la terre en repos, ou bien les étoiles sont immobiles et c'est la terre qui tourne sur son centre d'un mouvement uniforme et dirigé d'Occident en Orient, c'est-à-dire en sens inverse du mouvement apparent des étoiles. On conçoit en effet que dans les deux cas les phénomènes seront absolument semblables, la terre, en tournant sur l'axe du monde, présentera successivement chacun de ses méridiens aux mêmes points, le lever, le coucher, le passage au méridien de chaque étoile, aura donc lieu précisément dans les mêmes instants, et l'on a justement comparé dans cette hypothèse la position d'un observateur placé à la surface de la terre, à celle d'un homme qui descend dans un bateau le courant d'un fleuve et qui, voyant fuir les rives avec rapidité derrière lui, est tenté de leur attribuer en sens contraire le mouvement dont il est lui-même animé. Sans doute au premier aspect du ciel, il a été naturel de supposer que tout le système des astres était en mouvement autour de nous, mais quand on réfléchit à la multitude de corps si divers qu'une même impulsion devrait emporter autour de la terre, quand on songe à la complication qui en résulterait dans la marche des astres qui, outre le mouvement diurne

auquel ils sont soumis comme les étoiles, ont encore un mouvement propre qui les transporte tour à tour d'une constellation dans une autre, n'est-on pas porté à se demander si l'on ne s'est pas laissé tromper par les apparences, et s'il n'y a pas lieu de préférer une explication qui simplifierait les mouvements célestes, en remplaçant par la rotation d'une seule planète le mouvement général de translation qu'il fallait attribuer à tous les corps du système du monde? Nous n'entreprendrons pas de résoudre pour le moment cette importante question; il nous suffit de l'avoir soulevée, car les premières impressions sont difficiles à effacer, et nous verrons sans cesse en astronomie, la réflexion occupée à détruire les illusions de nos sens pour s'élever à la connaissance des vraies lois de la nature.

23. La détermination exacte du plan méridien est extrêmement importante pour l'astronomie pratique, puisque c'est dans ce plan que sont dirigés les principaux instruments d'observation. L'intersection de ce plan avec l'horizon ou ce que nous avons nommé la méridienne, divise en deux parties égales l'angle formé par les rayons visuels menés aux points du lever et du coucher des étoiles, mais la difficulté de fixer avec précision les points où un astre commence à se montrer ou vient à disparaître, fait qu'on ne peut se servir de cette propriété pour tracer la méridienne; il est également difficile d'employer pour l'obtenir la propriété qu'a le plan méridien d'être le lieu de la plus grande et de la plus petite hauteur des étoiles, parce que l'instant où une étoile cesse de descendre ou de monter, laisse toujours dans sa détermination de l'incertitude. Il faut donc chercher dans quelque autre circonstance du mouvement diurne un moyen plus sûr de

fixer la position du méridien. Nous avons vu que ce plan divise en deux parties égales la durée de la révolution de toutes les étoiles, dirigeons la lunette d'un quart de cercle vers l'une de celles qui ne s'abaissent jamais au-dessous de l'horizon de Paris, et observons l'instant où l'étoile traverse le plan du quart de cercle, l'instant où elle revient une première fois dans ce plan après s'en être écarté, et l'instant où elle le coupe une seconde fois en reprenant sa première position. Si l'intervalle compris entre la première et la seconde observation est le même que l'intervalle entre la seconde et la troisième, c'est la preuve que le plan du quart de cercle se trouve exactement dans la direction du plan méridien, s'il y a une différence entre les deux intervalles, elle indiquera le mouvement qu'il faut donner à l'instrument pour amener les deux plans à la coïncidence, et après quelques essais on parviendra aisément à l'obtenir. En visant ensuite un objet terrestre et en joignant par une droite l'axe du quart de cercle et ce point, cette droite sera *la méridienne* cherchée. C'est cette méthode qu'on emploie dans tous les observatoires pour la tracer.

24. Nous pouvons maintenant déterminer avec précision le lieu de toutes les étoiles sur la sphère céleste. Les astronomes rapportent ordinairement leurs observations au plan de l'équateur, il leur suffit alors de deux éléments pour fixer la position d'un astre, l'un qui donne la distance de l'astre à ce plan et que nous avons nommé sa *déclinaison*, l'autre la distance comprise entre le grand cercle passant par les pôles du monde sur lequel cet astre se trouve, et le plan d'un autre grand cercle de la sphère, passant de même par les pôles et

choisi arbitrairement, c'est ce que nous avons nommé son *ascension droite*. On choisit ordinairement pour le point fixe d'où les ascensions droites sont comptées le point où le soleil coupe l'équateur vers le 20 mars ou l'équinoxe du printemps. La déclinaison d'un astre est toujours le complément de sa distance au pôle, elle est *boréale* ou *australe* selon celui des deux pôles dont l'astre est le plus voisin, le cercle sur lequel elle se mesure se nomme *cercle de déclinaison*. La déclinaison d'un astre indique le petit cercle de la sphère parallèle à l'équateur sur lequel il se trouve, et convient également à tous les astres qui sont situés sur le même parallèle, mais son ascension droite faisant connaître le cercle de déclinaison qui le renferme, il doit se trouver à l'intersection de ces deux cercles, et sa détermination n'a plus rien d'arbitraire. La position d'un astre est donc fixée du moment que son *ascension droite* et sa *déclinaison* sont données, et nous avons vu dans le chapitre précédent comment on déterminait par l'observation ces deux quantités avec le secours du quart du cercle mural et de la lunette méridienne.

On pourrait choisir, pour y rapporter la position des astres, tout autre plan que l'équateur; par exemple, le grand cercle de la sphère céleste que nous avons nommé *l'écliptique*. Pour cela concevons un cercle passant par les pôles (1) de l'écliptique et par le centre de l'astre, l'arc compris entre ce point et l'écliptique donne la distance de l'astre à ce plan ou ce qu'on nomme sa *latitude*. Elle est boréale ou aus-

(1) On appelle pôles de l'écliptique et en général pôles d'un cercle les deux points où le diamètre élevé par le centre de ce cercle perpendiculairement à son plan, rencontre la sphère céleste.

trale selon la dénomination du pôle qui se trouve du même côté de l'écliptique. L'arc de grand cercle, compté depuis le point où l'écliptique coupe l'équateur, ou depuis l'équinoxe du printemps jusqu'au cercle de latitude qui renferme l'astre, se nomme sa *longitude*. La position de l'astre est fixée lorsque ces deux quantités sont connues. En dirigeant le quart de cercle dans le plan perpendiculaire à l'écliptique, on pourrait déterminer par des observations directes la latitude et la longitude de tous les corps célestes; c'est ce que faisaient autrefois les astronomes, mais on a trouvé qu'il était plus simple de rapporter toutes les observations à l'équateur, et comme l'inclinaison de ce plan sur l'écliptique est connue, on conçoit qu'il est facile, par un calcul trigonométrique, de déduire *la longitude* et la *latitude* d'un astre de son *ascension droite* et de sa *déclinaison* déterminées par l'observation (1).

En appliquant tout ce que nous venons de dire aux étoiles, on pourra déterminer leur déclinaison et leur ascension droite à mesure qu'elles traverseront le méridien, et en rassemblant ces données dans un tableau, on formera ce qu'on nomme un *catalogue d'étoiles*. Un pareil recueil exact et complet est l'un des éléments les plus essentiels de l'astronomie pratique, par la facilité qu'il donne aux observateurs de rapporter aux étoiles fixes les variations des astres qui ont un mouvement propre, et de reconnaître l'apparition des nouveaux astres qui se montreraient dans le ciel en les comparant aux étoiles de leur catalogue.

(1) *Voir* les Notes.

C'est ainsi, dit-on, que l'apparition subite d'une étoile que l'on observa l'an 125 avant notre ère, suggéra à Hipparque l'idée du premier catalogue d'étoiles dont l'histoire de la science fasse mention. Malheureusement ce recueil a été perdu, et le plus ancien catalogue qui nous soit parvenu est celui que Ptolémée a donné dans son almageste, il renfermait 1022 étoiles comprises dans 48 constellations. Les astronomes y ont depuis continuellement ajouté, et le dernier catalogue qui ait paru, celui de Bode, publié en 1801, contenait 17,240 étoiles, nébuleuses ou amas d'étoiles.

On peut encore rapporter sur un globe la position des étoiles dont on a observé la déclinaison et l'ascension droite, et former ainsi une représentation fidèle de la sphère céleste. En effet la déclinaison fera connaître le parallèle sur lequel l'étoile se trouve, en choisissant ensuite arbitrairement sur l'équateur un point fixe, à partir duquel on prendra sur ce même cercle un arc égal à l'ascension droite de l'étoile, on aura la position du plan horaire qui la renferme, et l'étoile se trouvera au point de jonction des deux cercles sur lesquels elle est située. C'est ainsi qu'ont été formés les planisphères qu'on voit dans les cabinets de physique et les cartes célestes qui en sont la projection horizontale.

25. La comparaison des catalogues d'étoiles formés à diverses époques a montré que les déclinaisons et les ascensions droites sont sujettes à des variations considérables; les étoiles ne sont donc pas fixes comme on l'avait supposé d'abord, et elles changent de position relativement à l'équateur. Les ascensions droites crois-

sent de 50″ à peu près par an, ou, ce qui revient au même, le point de départ d'où elles sont comptées sur l'équateur semble reculer de 50″ environ dans le même intervalle de temps, et c'est dans ce déplacement que consiste le phénomène connu sous le nom de *la précession des équinoxes*. Ce mouvement apparent de la sphère étoilée avait été aperçu par les premiers astronomes et Hipparque l'avait fixé à 36″ par année ou 1° par siècle; c'est-à-dire qu'il le supposait beaucoup moins considérable qu'il ne l'est réellement. Ptolémée qui observait à Alexandrie, deux cent soixante-sept ans après ce grand astronome, trouva les ascensions droites de toutes les étoiles augmentées de 2° 40′ ou de 36″ répétées 267 fois, résultat qui donnait par conséquent à la précession dans cet intervalle exactement la grandeur que lui avait assignée Hypparque. Mais la connaissance que nous avons aujourd'hui de la vraie valeur de la précession, ne laisse pas douter que la différence en ascension droite que Ptolémée devait trouver dans la position des étoiles observées par Hypparque, ne dût être au moins de 3° 40′ (ou 50″ répétées 267 fois), au lieu d'être de 2° 40′ comme il la supposait. Une différence si considérable qu'on ne saurait attribuer aux erreurs d'observations, a dû faire penser que Ptolémée n'avait point observé lui-même les étoiles mentionnées dans son catalogue, et qu'il n'avait fait que copier le catalogue d'Hypparque en augmentant toutes les ascensions droites de 2° 40′, en conséquence de la grandeur qu'il attribuait à la précession des équinoxes; et en effet, en comparant la position des étoiles du catalogue de Ptolémée à celles que leur assignent les ob-

servations modernes, on trouve que la précession qui en résulterait serait beaucoup trop grande ; tandis que si on retranche d'abord de leurs ascensions droites 2° 40′ pour les reporter au temps d'Hypparque, et qu'on reprenne ensuite la comparaison de la position qu'avaient alors ces étoiles à leur position actuelle, la précession annuelle qui en résulte est par un milieu de 50″,25 c'est-à-dire, telle à peu près que les astronomes modernes l'ont déduite de leurs observations (1).

Les déclinaisons des étoiles varient comme les ascensions droites, mais on a observé que leurs latitudes restent constantes, en sorte que la position des étoiles par rapport à l'équateur change dans les différents siècles, tandis qu'elles conservent les mêmes distances par rapport au plan de l'écliptique. On peut se représenter ce double phénomène en supposant les étoiles immobiles, et en faisant tourner le pôle de l'équateur autour du pôle de l'écliptique, de manière à décrire un arc de 50″,22 par année sur un petit cercle parallèle à ce plan. Dans ce mouvement la distance angulaire du pôle de l'équateur au pôle de l'écliptique ne variant pas, l'inclinaison de l'équateur sur l'écliptique reste toujours la même, tandis que l'intersection de ces deux plans rétrograde annuellement de 50″,22 sur l'écliptique. La précision des observations modernes a fait voir que l'étendue de cette rétrogradation n'est pas la même dans tous les siècles, elle est sujette à de légères variations qui l'écartent de

(1) D'après les plus récentes évaluations, la précession moyenne annuelle était en 1800 de 50″, 22″50 selon *Bessel*, c'est la valeur que nous avons adoptée dans cet ouvrage.

sa valeur moyenne, tantôt dans un sens, tantôt dans le sens opposé. Elle est aujourd'hui de 0",2114 plus petite qu'elle n'était au temps d'Hypparque, c'est-à-dire cent vingt-huit ans avant l'ère chrétienne.

L'inclinaison de l'équateur à l'écliptique n'est pas non plus restée rigoureusement la même, mais ses variations sont alternatives comme celles de la précession. Elle était au temps d'Hypparque de 16' 15",77 plus grande qu'au commencement de ce siècle.

Outre ce déplacement qui constitue sa variation séculaire, l'obliquité de l'écliptique est sujette à une altération périodique qui dépend d'une espèce de balancement auquel est soumis l'axe de la terre et qu'on a nommé sa *nutation*. Bradley, qui l'a reconnu le premier, a imaginé pour le représenter de faire décrire au pôle de l'équateur, autour du pôle de l'écliptique, une petite ellipse, dont le centre, qu'on peut regarder comme le lieu moyen du pôle, parcourt chaque année 50",22 d'un cercle parallèle à l'écliptique sur lequel il est situé. Les lois de ce phénomène sont très-importantes à connaître parce qu'en faisant osciller l'équinoxe vrai autour de l'équinoxe moyen, il change la position de toutes les étoiles qui sont ordinairement rapportées à ce point. Nous y reviendrons dans la suite lorsque nous parlerons des causes qui le produisent.

Les astronomes modernes ont encore aperçu dans les étoiles un mouvement général qui avait échappé aux anciens et dont Bradley a aussi donné l'explication. Ce mouvement est périodique et sa période est d'une année, c'est-à-dire que dans cet intervalle l'étoile revient à la même place où on l'avait observée. On peut se le repré-

senter en imaginant que chaque étoile décrit annuellement, autour de son lieu moyen, une petite ellipse dont le grand axe vu de la terre soustend un angle de $40''\frac{1}{2}$, en oscillant dans le même sens que le soleil, de manière cependant à rester toujours de 90° en arrière de cet astre. L'ellipse paraît plus ou moins aplatie selon la hauteur de l'étoile au-dessus du plan de l'écliptique; elle se réduit à un arc de l'écliptique de $40''\frac{1}{2}$ si l'étoile est située dans ce plan ; le petit axe augmente ensuite à mesure que l'étoile s'éloigne de l'écliptique, l'ellipse conservant toujours le même grand axe de $40''\frac{1}{2}$ dirigé parallèlement à ce plan. Lorsque l'étoile est située au pôle même de l'écliptique, la courbe qu'elle paraît décrire se change en un petit cercle de $40''\frac{1}{2}$ de diamètre. Nous expliquerons plus tard les causes de ce singulier phénomène que l'on a nommé *aberration*, et nous verrons que ce mouvement apparent des étoiles n'a rien de réel et qu'il n'est qu'une illusion de nos sens qui nous fait transporter les astres séparés de nous par de grands intervalles, à une autre place que celle qu'ils occupent réellement. Contentons-nous pour le moment d'observer que son effet est de causer des altérations légères et périodiques dans les positions relatives des étoiles, tandis qu'au contraire le déplacement des pôles change seulement leur position absolue dans le ciel sans altérer leur configuration mutuelle.

26. Indépendamment de ces mouvements généraux communs à toutes les étoiles, quelques-unes d'entre elles ont un mouvement particulier très-lent, mais que la suite des siècles peut rendre sensible. *Sirius* et *Arcturus*, deux des plus brillantes étoiles du ciel, ont offert l'exem-

ple de mouvements pareils ; deux étoiles moins importantes il est vrai, μ de Cassiopée et la 61[me] du Cygne, paraissent avoir un mouvement encore beaucoup plus considérable, et peut-être en existe-t-il de semblables pour toutes les étoiles, mais l'extrême lenteur avec laquelle ils s'effectuent, et la difficulté de trouver des points de comparaison pour apprécier ces variations si légères, nous ont empêché jusqu'ici de les apercevoir (1).

(1) Il semblerait, d'après ces mouvements divers auxquels sont soumises les étoiles, qu'elles ne méritent plus le nom de *fixes* qu'on leur a donné jadis à cause de leur immobilité supposée. Mais nous verrons par la suite que les mouvements généraux auxquels ces astres sont assujettis, et qui produisent les phénomènes de *la précession* et de l'*aberration* n'ont rien de réel, et qu'ils ne sont qu'une illusion d'optique dépendant des circonstances dans lesquelles se trouve l'observateur à la surface de la terre. Quant aux déplacements particuliers observés dans quelques étoiles, il est vrai qu'un mouvement progressif et inégal pour ces différents astres serait de nature à bouleverser à la longue l'ordre des différentes constellations. Mais si ce mouvement propre existe dans les étoiles, il est naturel de supposer qu'il est d'autant plus sensible que l'étoile est plus rapprochée de nous. Ainsi, la 61[e] du Cygne ayant un mouvement annuel en ligne droite de plus de 5", c'est-à-dire de plus de 400 millions de lieues par année, car au minimum de la distance qu'on puisse supposer à cette étoile, une seconde correspondrait au moins à 80 millions de lieues, on a dû penser qu'elle était l'une des étoiles les moins éloignées de la terre, et l'une de celles par conséquent dont la parallaxe devait être la plus sensible. Cependant malgré les efforts qu'ont faits avec le plus grand soin MM. Arago et Mathieu pour la déterminer, ils ne lui ont trouvé qu'une valeur tout à fait insignifiante. Il suit de là que ces mouvements des étoiles, qui nous semblent prodigieux comparés aux objets que nos sens ont l'habitude d'apprécier, sont cependant insensibles à l'immense distance qui nous sépare des étoiles, et qu'on peut encore par conséquent dans la pratique de l'astronomie, les considérer sans erreur appréciable comme des points *fixes* auxquels on rapporte les situations des autres astres, et leurs configurations

Nous avons déjà eu l'occasion de parler d'un phénomène fort remarquable et qui fixe depuis quelque temps toute l'attention des astronomes, c'est celui que présentent certaines étoiles formant entre elles comme des systèmes particuliers en mouvement autour de leurs centres de gravité respectifs. Les astres qui composent les *étoiles multiples* sont ordinairement très-rapprochés, en sorte que ce n'est qu'avec l'aide de très-bonnes lunettes qu'on parvient à les séparer, aussi le nombre de ces étoiles a-t-il dû augmenter continuellement à mesure que les instruments d'observation se sont perfectionnés, et un grand nombre d'étoiles regardées longtemps comme des étoiles simples, ont dû se décomposer en groupes binaires, tertiaires, etc., lorsqu'on les a considérées avec des télescopes plus puissants ou avec de plus forts grossissements. Les combinaisons d'étoiles triples ou quadruples paraissent être peu nombreuses, et le catalogue qu'en a récemment dressé M. Struve, le plus complet que nous ayons relativement à cette espèce d'astres, ne renferme que cinquante-deux étoiles triples. Le nombre des étoiles doubles au contraire est très-considérable, W. Herschel qui s'est le premier occupé de leur étude, en avait compté près de cinq cents, qu'il avait partagées en *quatre* classes, non pas comme les étoiles simples d'après l'intensité de leur lumière, mais d'après le degré d'écartement angulaire de leurs éléments.

La *première classe* contient les groupes dans lesquels

mutuelles comme inaltérables. D'ailleurs, comme on l'a justement observé, il resterait encore à savoir si ce sont ces astres qui se déplacent réellement, ou si ce n'est pas notre système solaire tout entier qui s'avance en sens opposé.

les centres des deux étoiles sont à moins de 4 secondes de distance l'un de l'autre. La *seconde classe* se compose des groupes où les écartements angulaires se trouvent compris entre 4 et 8 secondes. Dans la *troisième classe* l'écartement est de 8 à 16 secondes; enfin la *quatrième classe* se compose de tous les groupes qui ne sont pas renfermés dans les classes précédentes, et où la distance des deux étoiles ne surpasse pas 32 secondes.

Malgré ce que cette division a d'arbitraire, et même les difficultés qu'elle peut présenter à cause des variations dans la distance respective des deux étoiles résultant des mouvements auxquels les astres de cette espèce sont soumis, elle a été adoptée généralement par tous les astronomes qui s'en sont occupés après Herschel, mais leur nombre a été considérablement augmenté depuis lui. Le catalogue des étoiles doubles observées par M. Struve dans la partie du ciel que nous pouvons découvrir dans nos climats, n'en renferme pas moins de trois mille cinquante-sept distribuées de la manière suivante :

1re classe,	987 étoiles doubles.
2e classe,	675
3e classe,	659
4e classe,	736
TOTAL.	3,057

Il est probable que ce nombre sera encore augmenté par les recherches des astronomes situés dans une position favorable pour explorer la partie australe du ciel, et surtout par les résultats du voyage que vient de faire tout récemment dans ce but, au cap de Bonne-Espé-

rance, M. J. Herschel. On peut donc supposer qu'avant quelques années le nombre des étoiles doubles signalées à l'attention des astronomes observateurs dépassera cinq ou six mille. Quelle ample carrière pour l'étude de phénomènes aussi nouveaux qu'intéressants (1) !

Nous avons déjà parlé de la singularité que présentent les teintes variées qu'affectent les étoiles doubles. Nous devons nous occuper maintenant d'un phénomène beaucoup plus important encore pour l'astronomie, c'est celui que présentent les variations qu'éprouvent dans leurs positions relatives les éléments de la plupart de ces astres. En effet, l'observation suivie de quelques-uns d'entre eux a montré que dans les étoiles doubles la petite étoile n'occupait pas toujours la même place relativement à la grande; quelquefois elle est exactement à l'Est de cette dernière, et d'autres fois exactement à l'Ouest. A certaines époques la petite étoile se trouve au Nord de l'étoile principale, et à une autre époque elle se trouve placée directement au Sud. Quelquefois

(1) On a tiré de l'observation des étoiles doubles un parti très-avantageux pour les essais des grandes lunettes, instruments indispensables dans tous les grands observatoires, et qui sont d'une acquisition si coûteuse, puisque leur prix ne s'élève pas à moins de trente à quarante mille francs, indépendamment de leur monture. « Le dédoublement de ces étoiles est pour les astronomes qui ont à prononcer sur la bonté des télescopes et des grandes lunettes, une pierre de touche plus précise et plus sensible à certains égards que ne l'était jadis l'observation du disque des planètes. Si je dis avec un grossissement de 200 fois, par exemple, une lunette sépare complétement les deux étoiles aujourd'hui si voisines l'une de l'autre, dont l'ensemble forme σ de la Couronne, je fournis à tous ceux qui tenteront une expérience semblable, les moyens de reconnaître sans équivoque si leur instrument est *inférieur* au mien. (Annuaire des Longitudes, 1834. Notices scientifiques de *M. Arago.*)

on a vu dans un système binaire, les deux astres placés sur le même rayon visuel, se projeter si exactement l'un sur l'autre et si bien confondus, qu'avec la meilleure lunette on n'apercevait pas la moindre trace de duplicature. Enfin par un effet contraire on a vu des astres classés d'abord parmi les étoiles simples par les meilleurs observateurs, se dédoubler et montrer distinctement leurs deux éléments (1). En réunissant ces divers résultats, on a été amené à conclure que dans les systèmes binaires *les petites étoiles tournent autour des grandes*, précisément comme les satellites circulent autour des planètes principales.

Rigoureusement les deux étoiles se meuvent l'une et l'autre autour de leur centre commun de gravité, mais les observations astronomiques ordinaires ne nous faisant connaître que les positions successives de la petite étoile par rapport à la grande, nous ne pouvons juger que le mouvement relatif des deux étoiles, et c'est aussi de ce mouvement seulement que nous nous occuperons ici.

Les étoiles *tertiaires* doivent présenter sans doute des phénomènes semblables et que la suite des temps nous dévoilera ; c'est ce que confirment pleinement quelques exemples particuliers que l'on peut déjà citer. Ainsi les observations ont montré que dans ζ de l'Écrevisse, les deux étoiles les plus faibles tournent autour de la

(1) On peut citer ζ d'Orion classée par Herschel comme étoile simple dans son catalogue; aujourd'hui c'est une étoile double facilement reconnaissable. Au contraire τ du Serpentaire est une étoile double d'après Herschel; aujourd'hui les deux étoiles sont si bien confondues qu'elles ne forment qu'un seul et même astre.

principale. De même pour ψ de Cassiopée qui se compose d'une étoile assez grande et de deux petites étoiles excessivement rapprochées, il est très-probable qu'on verra ces dernières circuler l'une autour de l'autre et leur ensemble tourner autour de l'étoile brillante.

On conçoit combien il était important, après avoir reconnu le principe du mouvement dans les étoiles multiples, de déterminer les lois suivant lesquelles ce mouvement s'exécute. Plusieurs astronomes, parmi lesquels nous citerons en première ligne M. Encke, se sont occupés de savantes recherches sur ce sujet; ils ont essayé de rattacher les variations singulières remarquées dans les étoiles doubles aux lois de la dynamique, et de déduire des valeurs de l'angle de position de la petite étoile et de ses distances observées à différentes époques, les éléments de l'orbite qu'elle décrit autour de l'étoile principale.

On appelle angle de position l'angle que forme la ligne droite menée de la grande à la petite étoile avec une horizontale passant par le centre du premier de ces astres. Cet angle se détermine aisément à l'aide d'une lunette préparée d'une manière convenable pour ce genre d'observations; quant à la distance apparente des deux étoiles, on l'obtient par les observations micrométriques ordinaires. On peut donc déterminer directement l'angle de position et la distance correspondante de la petite étoile à la grande pour une époque quelconque; or, il suffit de quatre valeurs différentes de ces deux quantités pour en déduire tous les éléments de la courbe que décrit la petite étoile autour de la grande.

C'est ce qu'a fait M. Savary, il a montré ainsi que les mouvements de la petite étoile dans ξ de la Grande-Ourse qu'il a pris pour texte de ses recherches, pouvaient être représentés, dans les limites des erreurs des observations, par l'hypothèse d'une orbite elliptique décrite dans la courte période de 58 ans $\frac{1}{4}$. M. Encke de Berlin a appliqué des calculs analogues à l'étoile 70 d'Ophiucus, MM. J. Herschel, Bessel et d'autres astronomes se sont occupés de travaux semblables. Sans doute cette branche de l'astronomie qui n'est cultivée que depuis un très-petit nombre d'années, est encore dans un grand état d'imperfection, et les bonnes observations en se multipliant, la suite des temps en développant les phénomènes, ajouteront beaucoup nécessairement aux notions encore incomplètes que nous avons acquises sur ces étranges mouvements des étoiles. Voici pour le moment les principaux résultats auxquels on est parvenu jusqu'ici, nous nous contentons de les rapporter, nous réservant de revenir sur les calculs qui ont servi à les obtenir, lorsque nous parlerons des causes générales qui produisent les mouvements des corps célestes.

NOMS DES ÉTOILES DOUBLES.	DURÉE de la révolution de la petite étoile autour de la grande.	DEMI-GRAND AXE DE L'ORBITE ou angle sous lequel il serait vu perpendiculairement de la terre.	EXCENTRICITÉ DE L'ORBITE, ou rapport entre la distance du centre au foyer, et le demi-grand axe.
	ans.		
η de la Couronne.	43	—	——
ζ du Cancer.	55	—	——
ξ de la Grande Ourse.	58	8″,9	0,4164
70ème d'Ophiucus.	80	4,4	0,4667
ξ du Bouvier.	117	12,7	——
Castor.	253	8,1	0,7582
ζ de la Couronne.	287	3,7	0,6113
61ème du Cygne.	452	15,4	——
γ de la Vierge.	629	12,1	0,8335
γ du Lion.	1200	—	——

Les périodes des révolutions des étoiles contenues dans ce tableau sont comme on voit très-inégales ; les unes se font remarquer par leur brièveté, les autres par leur extrême longueur. Plusieurs de ces étoiles ont déjà parcouru la plus grande partie de leur orbite depuis qu'elles ont été classées pour la première fois parmi les astres multiples par W. Herschel. Ainsi η de la Couronne a

achevé une révolution complète, et elle est déjà très-avancée dans la seconde période. ξ de la Grande-Ourse a une période de 58 ans, et les premières observations qui se rapportent à cette étoile considérée comme étoile double étant de 1782, elle aura accompli une révolution entière depuis cette époque, en 1840.

27. Nous avons vu dans le premier chapitre que les étoiles dans les plus forts télescopes ne présentaient aucun disque appréciable, tandis que les planètes au contraire en ont un d'autant plus sensible que l'instrument est plus puissant. Les diamètres apparents des étoiles doivent donc être extrêmement petits, et nous sommes par conséquent portés à croire qu'elles sont beaucoup plus éloignées de nous que les planètes ; en comparant leur petitesse à la vivacité de leur lumière, nous devons supposer que ce sont des corps de même nature que le soleil, brillant d'un éclat qui leur est propre, et placés à des distances inégales, mais toutes infiniment grandes de la terre. Les plus brillantes sont sans doute les plus rapprochées de nous ; leur clarté diminue ensuite à mesure que leur éloignement augmente, jusqu'à celles qui sont à peine perceptibles avec l'aide des plus forts télescopes et qui sont situées aux limites de l'espace.

Plusieurs circonstances que nous présente l'observation des étoiles, peuvent encore nous faire juger de leur extrême éloignement. Nous n'avons jamais tenu compte, en parlant de ces astres, de la différence des positions que l'observateur pouvait occuper sur le globe, et nous avons déterminé leurs distances au pôle et leurs ascensions droites, comme nous l'aurions pu faire si nous avions été placés pour les observer au centre de la terre.

Les mesures les plus précises n'indiquent cependant aucune différence sensible résultant de cette circonstance. Ainsi nous avons vu que les observations faites par les anciens astronomes à Alexandrie et dans les îles de l'Archipel, s'accordaient parfaitement avec les nôtres, malgré l'extrême différence des lieux ; il en faut conclure que les dimensions de la terre sont des quantités infiniment petites relativement à la distance qui nous sépare des étoiles.

Il suit de là que l'angle TCA (*fig.* 27), sous lequel le demi-diamètre AT de la terre serait vu par un observateur placé au centre C de l'un de ces astres, serait tout à fait inappréciable ; cet angle est ce qu'on nomme *la parallaxe* de l'astre ; on donne donc en astronomie une idée de l'extrême éloignement des étoiles, lorsqu'on dit que leur parallaxe est insensible ou qu'elles n'ont pas de *parallaxe*.

L'expérience nous a appris à juger de la distance d'un objet par l'angle plus ou moins grand sous lequel nous le voyons ;

Lorsqu'il s'agit de très-grandes distances, on peut supposer que l'angle sous lequel le même objet est aperçu, décroît proportionnellement à l'éloignement de l'observateur, les parallaxes de deux astres sont donc réciproques à leurs distances à la terre, en sorte que si l'on nomme P et P′ ces deux angles, et D et D′ les distances qui leur correspondent, on peut poser la proportion :

$$P : P' :: D' : D, \text{ d'où l'on tire } D = \frac{P'D'}{P}$$

Nous verrons dans la suite que la parallaxe du soleil est à très-peu près de 8″, 6, et la distance de cet astre au

centre de la terre de 23,984 rayons terrestres, ou de 35,976,000 lieues en faisant le rayon terrestre de 1,500 lieues. Si l'on suppose donc la parallaxe des étoiles de 1″, ce qui serait plus que suffisant pour qu'elle ne pût échapper à la précision des observations modernes, et si l'on fait $P' = 8'', 6$, $D' = 23,984$, la proportion précédente donnera $D = 206,262$ rayons terrestres ou 309,393,000 lieues; nous serions ainsi assurés que les étoiles sont au moins *huit fois* plus éloignées de nous que le soleil, mais on n'aurait par là qu'une bien faible idée de la distance des étoiles. A mesure que nous ferons de nouveaux progrès dans la connaissance du ciel, nous verrons l'espace s'agrandir, et les étoiles, déjà reculées par un premier aperçu aux dernières limites du système solaire, s'éloigner successivement à des distances qui échappent à nos appréciations et confondent l'imagination.

On rapporte ordinairement toutes les observations astronomiques au centre de la terre, parce que deux observateurs projetant les astres en différents endroits du ciel, selon la position qu'ils occupent sur le globe, on serait sans cela obligé de construire des tables particulières pour chacun des lieux d'observation. Nous venons de voir qu'en vertu du grand éloignement des étoiles, les observations qui s'y rattachent sont les mêmes que si la terre était réduite à un point matériel; mais il n'en est pas de même relativement aux autres corps célestes; et pour le *soleil*, la *lune* et les *planètes* on est obligé de faire subir aux lieux observés, des corrections pour conclure des positions apparentes de ces astres leurs positions véritables, c'est-à-dire leurs positions telles qu'on

les verrait du centre de la terre. Ces corrections dépendent de leur *parallaxe*.

En effet, puisque la parallaxe d'un astre est l'angle sous lequel on voit de cet astre le rayon terrestre qui passe par le lieu de l'observateur, on peut également la définir en disant qu'elle est la différence entre la position d'un astre observé du centre de la terre, et la position du même astre vu d'un point quelconque de sa surface, ou, ce qui revient au même, la *parallaxe est la différence entre ce qu'on appelle le vrai lieu d'un astre, et son lieu apparent*. Car soit C (*fig.* 28) le centre la terre, O le lieu qu'occupe à sa surface l'observateur qui a son zénith au point Z, lorsque l'astre se trouvera à l'horizon en H, sa distance au zénith sera mesurée par l'angle ZOH qui est de 90°, et la distance vraie vue du centre de la terre sera HCZ; la différence est l'angle OHC qui mesure la parallaxe de l'astre H lorsqu'il paraît à l'horizon. En effet, l'angle ZOH étant extérieur au triangle OHC, on a ZOH = OCH + OHC, et par conséquent OHC = ZOH — OCH.

La parallaxe varie suivant la position de l'observateur sur le globe, mais elle change aussi pour le même astre suivant les différents degrés de son élévation sur l'horizon.

En effet, l'astre étant parvenu par son mouvement apparent de H en H', l'angle OH'C, ou la différence entre la distance apparente ZOH', et la distance vraie ZCH' de l'astre au zénith, mesurera la parallaxe qui convient à sa hauteur apparente H'OH au-dessus de l'horizon.

On nomme *parallaxe horizontale*, l'angle OHC sous lequel le rayon terrestre est aperçu du centre de l'astre

lorsqu'il paraît à l'horizon en H, l'angle OH'C sous lequel ce rayon serait vu du même astre lorsqu'il est parvenu à une hauteur quelconque H'OH au-dessus de l'horizon, se nomme *parallaxe de hauteur* (1).

Dans le triangle OCH' l'angle H' est à son *maximum* quand l'angle O est droit, il diminue ensuite à mesure que l'angle O augmente et se réduit à zéro quand l'angle O est égal à 180°. On voit donc que la parallaxe d'un astre est la plus grande possible à l'horizon, elle diminue ensuite à mesure que la hauteur de l'astre augmente, et devient complétement nulle lorsque l'astre passe au zénith.

L'effet constant de la parallaxe est d'abaisser les astres au-dessous de la position qu'ils auraient si l'on était placé au centre de la terre pour les observer. En effet, on voit que l'astre quand il est à l'horizon H doit paraître pour l'observateur placé en O à la surface de la terre, répondre au point K du ciel au-dessous du point L où l'astre serait vu par un observateur placé au centre de la terre. De même, lorsque l'astre est parvenu en H', il paraît répondre au point K' du ciel au-dessous du point L' où on le rapporterait si on l'observait du centre de la terre. Nous verrons par la suite que les rayons lumineux éprouvent en traversant l'atmosphère une déviation qu'on nomme *réfraction*, et qui élève la position apparente des astres au-dessus de leur position véritable, l'effet de la réfraction s'exerce donc toujours en sens inverse de la parallaxe, et lorsqu'on a observé la distance zénithale d'un astre, il faut lui ajouter la ré-

(1) Voir les notes.

fraction moins *la parallaxe*, ou retrancher cette différence de la hauteur apparente pour avoir la distance zénithale ou la hauteur vraie de l'astre, c'est-à-dire celle qu'on observerait si l'on était placé au centre de la terre, et s'il n'y avait pas d'atmosphère. Comme l'effet de la parallaxe s'exerce entièrement dans le plan vertical, elle change comme nous l'avons dit, les ascensions droites, les déclinaisons, les longitudes, et les latitudes vraies des astres, et la trigonométrie fournit des formules pour déterminer les corrections nécessaires pour déduire les valeurs véritables de ces quantités, de leurs valeurs apparentes données par l'observation, mais la parallaxe n'altère ni les azimuthes, ni les passages des astres au méridien, puisqu'elle les laisse dans le plan vertical où ils se trouvent.

La parallaxe n'est pas la même pour les différents astres, et elle varie pour le même astre, selon son éloignement de la terre. On voit en effet (*fig.* 28), que l'angle H ou H' diminue de grandeur à mesure que la distance CH ou CH' de l'astre au centre de la terre est plus grande par rapport au rayon terrestre CO. On conçoit par là pourquoi les étoiles qui sont situées à une distance infinie de nous, n'ont qu'une parallaxe insensible, tandis qu'au contraire la lune qui est de tous les astres celui qui est le plus rapproché de nous, a aussi la parallaxe la plus considérable.

Lorsque la parallaxe d'un astre à une hauteur quelconque est connue, il est facile d'en conclure sa distance au centre du globe exprimée en parties du rayon de la terre. En effet, dans le triangle H'OC connaissant les angles H et O, on en conclura le rapport de TC à OC ou le rapport

de la distance comprise entre l'astre et le centre de la terre au rayon terrestre. On pourra réciproquement déterminer la parallaxe d'un astre du moment que la distance à la terre et la hauteur au dessus de l'horizon seront données.

Nous ferons connaître successivement en parlant du soleil, de la lune et des planètes, les différents moyens qu'on a imaginés pour mesurer leur parallaxe, ce qui forme un des points les plus curieux des théories astronomiques. L'instrument employé ordinairement à cette détermination est l'équatorial dont nous avons donné plus haut la description, et qui a été nommé par cette raison machine *parallactique*.

28. Puisque la distance des étoiles à la terre est assez grande pour que tous les rayons de lumière que nous en recevons soient parallèles entre eux de quelque point du globe que nous les observions, et que les phénomènes sont les mêmes que si l'axe du monde passait par le lieu même de l'observateur, il en résulte que les seules différences que l'aspect du ciel doive nous présenter relativement aux étoiles selon les positions géographiques que nous occupons, dépendent des variations de la hauteur du pôle au-dessus de notre horizon. Soit (*fig*. 29) AB l'horizon, ACBD l'intersection du méridien avec la voûte céleste, par le centre O de ce cercle menons la ligne PP' faisant avec AB l'angle $AOP = 48^\circ 50' 14''$, si du point A, on abaisse une perpendiculaire A*ab* sur PP', cette perpendiculaire sera le diamètre du cercle décrit par l'étoile qui se trouve en A, cette étoile sera toujours visible pour l'observateur placé au point O, et à plus forte raison toute étoile dont la distance au pôle sera moindre que la hauteur du pôle AOP. Si du point B nous abais-

sons une perpendiculaire *Bcd* sur PP′, le cercle décrit par l'étoile en B sera projeté sur le plan de la figure suivant son diamètre *Bcd*; ce cercle étant tout entier sous l'horizon AB, l'étoile qui est située dans ce plan ne se lève pas pour l'observateur de Paris, elle demeure toujours invisible ainsi que toutes celles dont la distance au pôle austral est moindre que l'abaissement du pôle au-dessous de l'horizon. Prenons une étoile intermédiaire dont la distance polaire soit P′*e*, la courbe décrite par cette étoile se projettera suivant *efg*, la partie visible sera *ef*, la partie invisible *fg* plus grande que *ef*, le jour de l'étoile sera moindre que sa nuit, le jour va toujours en augmentant à mesure que l'étoile se rapproche du pôle boréal, et il finit par être de 24 heures.

Selon le degré de l'élévation du pôle au-dessus de l'horizon du lieu, on dit que la sphère est *droite*, *oblique* ou *parallèle*. Pour un observateur placé sous l'équateur, les pôles sont situés à l'horizon, et l'axe du monde est couché entièrement sur ce plan. Toutes les étoiles ont leur jour égal à leur nuit, c'est-à-dire qu'elles sont douze heures au-dessus et douze heures au-dessous de l'horizon; les étoiles équatoriales passent au zénith de l'observateur; et pour lui *la sphère est droite*. A mesure que l'observateur s'avance de l'équateur vers le nord ou vers le sud, il voit le pôle correspondant s'élever d'une quantité proportionnelle à peu près aux espaces parcourus; arrivé sous l'un des deux pôles, l'équateur devient son horizon, il n'aperçoit plus que les étoiles septentrionales ou méridionales selon qu'il est au nord ou au sud de l'équateur, et une moitié du ciel est toujours invisible à ses yeux. Les étoiles dans leur mouvement diurne restent conti-

nuellement à la même distance de l'horizon et ne se couchent pas, elles semblent tourner dans des plans horizontaux; pour l'observateur dans cette situation *la sphère est parallèle.* Enfin *la sphère est oblique* pour tous les lieux du globe intermédiaires entre l'équateur et les pôles, l'horizon coupant le plan des étoiles sous un angle compris entre zéro et l'angle droit; l'observateur placé dans cette position n'aperçoit qu'une partie des étoiles, l'autre demeure constamment au-dessous de son horizon.

Ainsi une moitié des étoiles est invisible pour l'habitant des pôles, toutes les étoiles sont visibles pour celui qui habite sous l'équateur, et enfin pour l'observateur placé entre les pôles et l'équateur, pour l'habitant de Paris, par exemple, une partie des étoiles est visible et l'autre est toujours cachée à ses regards.

CHAPITRE IV.

DU SOLEIL.

Première observation du soleil. — Détermination du plan de l'écliptique et des équinoxes. — Ordre et durée des saisons. — Variétés des climats terrestres. —Orbite annuelle du soleil.—Mouvement elliptique. —Équation du centre. — Années sidérale, tropique et anomalistique. — Détermination des éléments de l'ellipse solaire. — Tables du soleil, sa parallaxe, ses taches, son mouvement de rotation. — Aurores boréales.

29. De tous les astres celui qui nous intéresse le plus par l'influence qu'il exerce sur toute notre existence, c'est sans contredit le soleil. C'est lui qui règle la durée des jours et de l'année, la succession des saisons ; nous lui devons la fécondité de la terre, la lumière qui nous éclaire, la chaleur qui nous ranime ; sans le soleil enfin, la terre ne serait qu'une masse rude et inerte, inhabitable à aucun être humain. C'est donc par le soleil qu'il est juste de commencer l'étude des astres qui, outre le mouvement diurne commun à tous les corps célestes, sont soumis à des mouvements propres qui changent continuellement leur position dans le ciel. Nous suivrons ici la même marche et nous

emploierons les mêmes moyens d'observation que pour les étoiles fixes ; nous commencerons par observer avec attention les mouvements apparents ; en variant et en comparant les observations, nous essaierons d'en déduire les lois des mouvements vrais, et nous rechercherons ensuite quelles sont celles des hypothèses qu'on peut faire pour les expliquer, qui semblent s'accorder le mieux avec l'ensemble des phénomènes.

Le soleil se lève et se couche chaque jour à des heures différentes, et c'est de là que résulte la variété d'aspect que présente pendant la nuit le spectacle du ciel qui change avec les saisons. Si l'on remarque une étoile qui se couche un jour un peu après le soleil, on verra l'intervalle de temps qui sépare leur disparition, diminuer pendant les jours suivants, l'étoile se perdre bientôt dans les rayons de l'astre, et reparaître ensuite avant son lever. Le soleil semble donc se rapprocher de l'étoile que nous regardons comme fixe, et bientôt la dépasser par un mouvement propre dirigé en sens contraire du mouvement diurne, c'est-à-dire d'Occident en Orient. On peut se former ainsi une première idée de la marche du soleil, mais il faut des observations plus délicates et plus précises pour arriver à une connaissance parfaite de son cours.

Supposons qu'on observe le soleil à la lunette méridienne et au cercle mural, et que l'on détermine pour chaque jour de l'année sa distance à l'équateur ou sa déclinaison, et le temps qui s'écoule entre son passage au méridien et celui des étoiles les plus voisines. Nous avons vu que la déclinaison des étoiles était invariable,

mais celle du soleil changera à chaque observation. A certaines époques de l'année, cet astre se trouvera dans l'équateur, il s'en éloignera ensuite alternativement de part et d'autre, et demeurera pendant six mois au midi de ce plan et pendant six mois au nord. En comparant les plus grandes et les plus petites déclinaisons observées, on trouvera que le *maximum* des écarts du soleil des deux côtés de l'équateur, est de 23° 28′, en sorte que l'espace qu'il parcourt par son mouvement propre sur la sphère céleste est renfermé dans une zône comprise entre deux parallèles distants l'un de l'autre de 46° 56′.

Connaissant par les observations précédentes le mouvement journalier du soleil dans le sens du méridien, et dans le sens des parallèles, il est facile de tracer sur un globe la courbe qu'il décrit. En effet les déclinaisons indiquent les parallèles sur lesquels l'astre doit se trouver chaque jour; il ne reste donc qu'à connaître les cercles horaires qui le renferment, les intervalles observés à la lunette méridienne nous en fournissent le moyen. Si, par exemple, nous avons trouvé un jour que le soleil passait au méridien une heure après telle étoile connue, nous en conclurons que cet astre se trouve sur un cercle de déclinaison distant de 15° de celui de l'étoile; et le point d'intersection du cercle ainsi déterminé avec le parallèle qui lui correspond sera le lieu du soleil pour le jour de l'observation. La même opération étant répétée pendant une année entière, si l'on fait passer une courbe par tous les points ainsi obtenus, on s'assurera que cette courbe est un grand cercle de la sphère. Le soleil dans son mouvement annuel paraît donc décrire

une circonférence dont la terre occupe le centre. Le plan qui la renferme se nomme *l'écliptique*, son inclinaison à l'équateur au commencement de 1800 était de 23° 27′ 54″, 8 (1). Cet angle est ce qu'on nomme *l'obliquité de l'écliptique*; il varie dans les différents siècles.

30. Lorsque le soleil dans son mouvement annuel traverse l'équateur, il le décrit à fort peu près en vertu de son mouvement diurne, et ce grand cercle étant partagé en deux parties égales par tous les horizons, le jour est alors égal à la nuit sur toute la terre. C'est par cette raison qu'on a nommé *équinoxes* les points d'intersection de l'orbe solaire avec l'équateur; ces deux points sont éloignés l'un de l'autre de 180°, c'est-à-dire qu'ils sont diamétralement opposés. Leur détermination exacte est très-importante, on ne peut l'obtenir en général par l'observation directe, parce que toutes les observations se faisant dans le plan méridien, il faudrait que le passage du soleil, par l'équateur, eût lieu précisément à midi, mais lorsqu'on a observé les déclinaisons du soleil pour le midi qui a précédé le passage et pour le midi suivant, il est aisé d'en conclure, par une simple proportion, l'instant de ce passage aussi exactement que si on l'eût observé directement. Ainsi supposons par exemple que le 20 mars, le soleil soit à midi de 10′ en deçà de l'équateur,

(1) Il y a une légère différence entre les astronomes sur cette valeur, la précédente est celle de Bessel regardée comme la plus exacte. L'obliquité de l'écliptique en 1800 était selon Delambre 23° 27′ 56″ 5.

et que le lendemain à la même heure il se trouve avoir dépassé ce plan de 5′, il aura parcouru 15′ en 24 heures, et l'on fera cette proportion :

$$15' : 24 \text{ h.} :: 10' : x,$$

d'où l'on tire,

$$x = \frac{10 \times 24 \text{ h.}}{15} \text{ ou } x = 16 \text{ heures},$$

qu'il faudra ajouter au 20 mars à midi, ce qui donne, le 20 mars, 4 heures du matin, pour l'instant où le soleil était dans l'équateur, on aura donc ainsi l'heure, la minute et la seconde où le soleil a traversé ce plan, et en changeant les temps en arcs de cercle, à raison de 15° par heure, on en conclura avec précision le point où le soleil a coupé le cercle de l'équateur, ou la position précise de l'équinoxe. La proportion précédente suppose il est vrai que le soleil se meut uniformément dans le sens des méridiens, ce qui n'est pas rigoureusement exact, mais les différences qui en peuvent résulter sont insensibles même sur des intervalles plus considérables que celui que nous avons supposé.

En répétant à de grands intervalles de temps les opérations précédentes, on s'aperçoit que les équinoxes ne correspondent pas toujours aux mêmes étoiles; les points équinoxiaux se déplacent par un mouvement très-lent dirigé en sens inverse du mouvement du soleil, et c'est ce déplacement continuel qui oblige à recommencer chaque année les observations qui servent à les déterminer.

31. L'inclinaison de l'écliptique sur l'équateur produit

les variétés des saisons et l'inégalité des jours. En effet si le soleil ne quittait pas le plan de l'équateur, la terre jouirait d'un printemps perpétuel, et les jours et les nuits auraient en tout temps la même durée. Mais comme le soleil, par son mouvement annuel, est pendant six mois au nord et pendant six mois au sud de ce plan, son mouvement diurne doit coïncider avec celui de la constellation dans laquelle il se trouve à chaque époque de l'année, et nous présenter par conséquent les mêmes phénomènes que nous avons observés dans la durée des apparitions des étoiles selon leur déclinaison. Nous avons vu que plus une constellation est voisine du pôle boréal, plus le temps qu'elle demeure au-dessus de notre horizon est considérable; le contraire a lieu dans la moitié opposée du ciel; plus une constellation est voisine du pôle austral, plus est court l'intervalle qui s'écoule entre l'instant de son lever et celui de son coucher; enfin, les constellations qui sont situées dans l'équateur même, sont visibles pendant douze heures et disparaissent pendant les douze heures suivantes. Le soleil doit donc nous présenter toutes ces apparences diverses dans les différentes saisons de l'année. Le jour est précisément égal à la nuit lorsqu'il se trouve dans l'équateur; à toute autre époque les jours et les nuits sont d'inégale durée pour toutes les régions du globe qui ne sont point situées sous l'équateur. Lorsque le soleil passe dans l'hémisphère boréal, le jour est plus long que la nuit dans nos climats; nous avons au contraire de longues nuits et des jours d'une courte durée lorsque le soleil se trouve dans les constellations australes. L'inégalité entre les jours et les nuits doit être d'autant plus considérable que le soleil, dans son

mouvement apparent, s'est plus approché de l'un des deux pôles.

Pour mieux concevoir ces différents phénomènes, suivons sur une figure la marche du soleil depuis son passage à l'équinoxe du printemps jusqu'à son retour au même point. Soit (*fig.* 30) ABCD le méridien céleste, P et P' les deux pôles, ED la trace de l'équateur, SS' celle de l'écliptique et HH' celle de l'horizon de Paris formant avec l'axe des pôles un angle de 48° 50'. A mesure que le soleil, après avoir traversé l'équateur, s'élève vers le nord, sa distance SZ à notre zénith diminue chaque jour, les arcs visibles des parallèles qu'il décrit par son mouvement diurne croissent continuellement ; le soleil demeure donc plus longtemps au dessus de l'horizon, et la durée des jours va en augmentant jusqu'à ce qu'il soit parvenu en O à sa plus grande proximité du pôle, qu'il atteint vers le 21 juin. C'est à cette époque de l'année que le jour est le plus long et la nuit la plus courte ; la durée du jour embrasse 16 heures, celle de la nuit n'en compte que 8. Arrivé à ce point de son orbite, le soleil semble un moment stationnaire, c'est-à-dire que pendant plusieurs jours, les variations de ses distances zénithales paraissent insensibles, et l'on a nommé *solstice* ou station ce point où le soleil s'arrête. Il redescend ensuite vers l'équateur, qu'il traverse de nouveau le 22 septembre ; les jours qui ont été continuellement en diminuant depuis le solstice, se composent alors précisément du même nombre d'heures que les nuits ; le soleil passe de là dans l'hémisphère austral jusqu'à ce qu'il ait atteint sa plus grande distance au zénith ou le *solstice d'hiver*, c'est-à-dire le point de son orbite où il

cesse de descendre. Le soleil arrive au solstice d'hiver, le 21 décembre ; le jour est alors le plus court de l'année, et la nuit la plus longue ; la durée du jour est de 8 heures seulement, et celle de la nuit de 16 heures. Parvenu à ce terme, l'astre revient vers l'équateur ; la durée des jours empiète de plus en plus sur celle des nuits, et la parfaite égalité se rétablit entre eux lorsque le soleil traverse de nouveau l'équateur le 21 mars, à l'équinoxe du printemps pour recommencer un nouveau cours.

Les deux parallèles qui correspondent aux solstices se nomment tropiques, et pour les distinguer on appelle tropique d'été le parallèle que le soleil décrit lorsqu'il est au nord de l'équateur, et tropique d'hiver celui qu'il parcourt dans son mouvement diurne lorsqu'il se trouve au sud de ce plan. On nomme aussi le tropique d'été, *tropique du Cancer* et le tropique d'hiver, *tropique du Capricorne*, du nom des constellations dans lesquelles le soleil se trouvait autrefois quand il arrivait aux deux solstices. L'intervalle qui s'écoule entre deux retours du soleil au même équinoxe ou au même solstice forme *l'année tropique ;* elle était au commencement de ce siècle de 365 j. 5 h. 48′ 47″ 819 ou de 365 j., 24222013 jours moyens solaires (1). Les intervalles compris entre les passages du soleil aux solstices et à l'équateur forment les quatre saisons qui partagent l'année. Le printemps commence à l'époque où le soleil traverse l'équateur pour passer de la partie australe du ciel dans l'hémisphère boréal, et dure jusqu'à son arrivée au tropique du Cancer ; l'intervalle compris entre le solstice d'été

(1) Suivant Bessel. — Plus longue et de 365 j. 242263966, suivant Delambre.

et le retour du soleil à l'équateur forme l'été ; le temps qui s'écoule entre les passages du soleil à l'équinoxe d'automne et au tropique du Capricorne forme l'automne ; enfin l'hiver se compose de l'intervalle compris entre le solstice d'hiver et le retour du soleil à l'équinoxe du printemps.

32. Les déplacements du soleil dans l'écliptique, qui produisent les variétés si remarquables des jours et des saisons, ont de tout temps fixé l'attention des hommes. Ils ont, dès la plus haute antiquité, partagé les étoiles que cet astre rencontre sur sa route en douze constellations ou signes dont chacun comprend 30°, et qui divisent en parties égales la circonférence entière du zodiaque. Ces douze groupes d'étoiles dont nous avons déjà eu l'occasion de parler en nous occupant des constellations, sont traversés par le soleil dans son mouvement annuel dans l'ordre suivant (1) :

le Bélier,	le Taureau,	les Gémeaux,
l'Écrevisse,	le Lion,	la Vierge,
la Balance,	le Scorpion,	le Sagittaire,
le Capricorne,	le Verseau,	les Poissons.

Les noms que portent les douze constellations zodiacales sont très-anciens ; on a cru y reconnaître un rapport marqué avec les phénomènes qui résultent, sur la terre, de la position qu'occupe le soleil dans le ciel

(1) Les deux vers latins qui suivent peuvent servir à fixer dans la mémoire l'ordre des constellations zodiacales :

Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo.
Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces.

lorsqu'il se trouve dans les différentes constellations. Le Bélier et le Taureau, qu'il traverse vers l'équinoxe du printemps, indiquent l'époque où les vaches mettent bas; les Gémeaux, emblème de la reproduction et de la fécondité, désignent l'époque de la germination des plantes; l'Écrevisse, celle du solstice d'été, lorsque le soleil, au plus haut point de sa course, commence à revenir sur ses pas; le Lion est l'emblème des chaleurs de l'été; la Vierge, avec son épi, celui des moissons; la Balance annonce l'égalité des jours et des nuits à l'équinoxe d'automne; le Scorpion, les maladies fréquentes dans cette saison; le Sagittaire, le temps propice aux plaisirs de la chasse; le Capricorne désigne le solstice d'hiver, époque où le soleil commence à remonter vers les signes supérieurs comme la chèvre pour brouter gagne le sommet des monts; le Verseau désigne la saison des pluies; les Poissons celle de la pêche.

La position des équinoxes change insensiblement par rapport aux étoiles, comme nous l'avons dit; il en résulte que dans les différents siècles, le soleil ne se trouve pas, aux mêmes époques de l'année, dans les mêmes constellations; ainsi l'équinoxe du printemps qui, il y a 4000 ans, correspondait exactement à la constellation du Bélier, se trouve aujourd'hui dans celle des Poissons et près du Verseau. Cependant on continue toujours à dire que l'équinoxe du printemps a lieu dans le Bélier, le solstice dans le Cancer, etc.; mais, pour éviter la confusion qui peut résulter de cette locution vicieuse, il faut avoir soin de distinguer les signes du zodiaque des constellations, et alors on pourra sans inconvénient nommer à perpétuité signe du Bélier celui où l'équi-

noxe a lieu, signe du Cancer celui qui correspond au solstice, et ainsi de suite.

D'après ce que nous avons dit du mouvement du soleil dans l'écliptique, on voit que la durée des quatre saisons doit être très-inégale. En effet le soleil passe à l'équateur le 21 mars, c'est alors que le printemps commence; il atteint le solstice boréal le 21 juin, c'est le commencement de l'été; l'automne commence le 23 septembre, époque à laquelle le soleil traverse de nouveau l'équateur pour passer dans l'hémisphère austral; enfin l'hiver commence le 22 décembre, jour auquel le soleil atteint le solstice austral. Or les intervalles de temps compris entre ces quatre époques, sont très-différents, les durées des saisons doivent donc l'être aussi. Voici quels étaient exactement ces intervalles au commencement de 1800 :

	j.
De l'équinoxe du printemps au solstice d'été,	92,90588
Du solstice d'été à l'équinoxe d'automne,	93,56583
De l'équinoxe d'automne au solstice d'hiver,	89,69954
Du solstice d'hiver à l'équinoxe du printemps,	89,07110

Le printemps est donc dans ce siècle plus court que l'été, et l'automne plus long que l'hiver. L'été est la plus longue des quatre saisons, et l'hiver la plus courte. Mais ces inégalités entre leurs durées ne sont pas les mêmes dans tous les temps; ainsi suivant les observations d'Hipparque, c'est-a-dire 140 ans avant l'ère chrétienne, l'intervalle de l'équinoxe du printemps au solstice d'été était de 94 jours et demi, et l'intervalle de ce solstice à l'équinoxe d'automne n'était que de 92 jours et demi. Le printemps était donc alors plus long que l'été, et l'automne plus court que l'hiver.

33. Les déplacements du soleil dans l'écliptique joints à la différence des latitudes terrestres produisent encore la variété des climats, c'est-à-dire les différences que l'on observe entre les diverses régions du globe relativement à la température, aux productions du sol, à l'ordre et à la durée des saisons. L'angle que forme la verticale avec l'équateur change pour tous les lieux de la terre qui ne sont pas situés sur le même parallèle, et il en résulte par la présence plus ou moins prolongée du soleil sur leur horizon aux diverses époques de l'année, des effets particuliers à chacun d'eux que nous allons examiner. Soit ABCD (*fig.* 31), le méridien terrestre P et P′, les deux pôles, EQ la trace de l'équateur, et SS′ celle de l'écliptique sur ce plan. Si l'on fait tourner la figure autour des deux points P et P′, les points A et B traceront sur la surface de la terre deux cercles AB et BC parallèles à l'équateur; ces parallèles se nomment *tropiques du Cancer* et du *Capricorne* comme les cercles de la sphère céleste qui leur correspondent. Sous l'équateur le soleil est pendant toute l'année douze heures au-dessus et douze heures au-dessous de l'horizon, tous les jours sont donc égaux entre eux. Aux équinoxes le soleil passe au zénith de l'observateur et sa hauteur méridienne est de 90°; elle décroît à mesure qu'il s'avance vers le solstice; elle est alors la plus petite possible et égale au complément de l'angle que comprennent entre eux l'écliptique et l'équateur, c'est-à-dire à 66° 32′. Pendant six mois le soleil est situé entre le zénith de l'observateur et le pôle boréal et pendant six mois entre ce même point et le pôle austral, les ombres qu'il projette à son passage au méridien sont tournées en sens contraire, l'ombre est

constamment dirigée vers le sud pendant le premier intervalle et vers le nord pendant le second. Sous l'équateur il n'y a à proprement parler que deux saisons différentes et l'année se compose de deux étés et de deux hivers. Des phénomènes analogues ont lieu pour toute la portion de la surface terrestre située entre les deux tropiques, c'est-à-dire pour tous les points dont la latitude est moindre que l'obliquité de l'écliptique. Mais au delà de cette zône le soleil ne passant plus au zénith de l'observateur, il n'y a plus qu'un seul hiver et un seul été (1). Dans l'hémisphère boréal l'ombre méridienne du style est constamment dirigée vers le nord ; les jours sont plus longs que les nuits en été et plus courts en hiver. C'est dans cette situation, comme on l'a vu que se trouve Paris. L'inégalité des jours et des nuits augmente de plus en plus à mesure qu'on approche du pôle. Lorsque la distance du zénith au pôle est égale à l'obliquité de l'écliptique, l'horizon de l'observateur étant le cercle même de l'écliptique, le soleil demeure un jour entier sans se coucher au solstice d'été, et il reste un jour entier sans se montrer au solstice d'hiver. En effet, si par le centre O de la terre on élève la perpendiculaire OZ à l'écliptique

(1) Il n'y a que les habitants situés entre les deux tropiques qui puissent voir le soleil à leur zénith, ceux qui sont placés sous le tropique même voyent cet astre passer une fois par an à leur zénith, l'ombre de leur gnomon est alors nulle ; c'est dans cette position que se trouvait jadis la ville de Syène en Égypte; et l'ombre du soleil au jour du solstice d'été, se projetait perpendiculairement au fond d'un puits que ce phénomène a rendu célèbre. Syène est aujourd'hui assez éloigné du tropique pour que le bord même du soleil n'éclaire plus le fond du puits.

OA, l'angle EOP′ et l'angle AOZ étant droits, on aura ZOP′ = AOE.

L'observateur placé en M verra donc le soleil, lorsqu'il arrivera en B, décrire le parallèle BC, c'est-à-dire le tropique du Capricorne, situé tout entier au-dessus de son horizon OA, tandis que lorsqu'il sera en A il décrira le parallèle AD ou le tropique du Cancer, situé tout entier au-dessous. Le point M′ se trouvera dans une situation analogue, mais inverse. Les deux parallèles MN et M′N′ que les points M et M′ tracent sur la surface du globe lorsqu'on fait tourner le méridien sur l'axe des pôles PP′, se nomment *cercles polaires*. Ils sont situés, de part et d'autre, à 23° 27′ des pôles, et, pour les distinguer, on les nomme *cercle polaire arctique* et *cercle polaire antarctique*, selon celui des pôles qui en est le plus voisin. Les habitants de ces régions ont un jour et une nuit de 24 heures au solstice d'été et au solstice d'hiver dans l'hémisphère boréal, et au contraire une nuit sans jour et un jour sans nuit aux mêmes époques dans l'hémisphère austral. En avançant davantage vers le pôle, le temps pendant lequel le soleil demeure au-dessus de l'horizon ou s'abaisse au-dessous vers les solstices, va en augmentant, et il peut y avoir alors des jours et des nuits de plusieurs mois. Enfin sous le pôle, l'horizon étant l'équateur même, le soleil se montre pendant les six mois où il est situé du même côté de l'équateur que le pôle, et cesse de paraître pendant les six mois suivants, où il est situé vers le pôle opposé. L'année ne se compose alors que d'un seul jour et d'une seule nuit, mais aucun être organisé ne peut subsister dans ces régions glacées, dont il ne nous est pas même permis d'approcher. Des phénomènes semblables

se produisent dans l'ordre inverse pour les contrées situées entre le tropique et le pôle austral; les plus longs jours dans ces régions correspondent à nos plus longues nuits; le printemps commence pour elles lorsque nous entrons dans l'automne, leur été répond à notre hiver, leur automne à notre printemps; enfin elles souffrent les rigueurs de l'hiver quand nous jouissons des chaleurs de l'été (1).

(1) Le curieux phénomène que présente le soleil aux habitants des régions hyperboréennes, lorsqu'il arrive au solstice d'été, a été décrit d'une manière aussi exacte que poétique dans les vers suivants :

Feux qu'allume en nos champs l'allégresse publique, *
Autrefois près du Nil, et dans la Grèce antique,
Du soleil au *Cancer* vous marquiez le retour;
On vous voyait briller en faveur de ce jour
Où l'astre des saisons, dans son orbite immense,
En cessant de monter s'arrête en apparence,
Fournit dans l'étendue un cours si spacieux,
Et de son apogée illuminant les cieux,
Comme un triomphateur sur son char magnifique,
Entre pompeusement au signe du Tropique.

Mais c'est vers Tornéo qu'au bout de l'horizon,
Il charme dans ce mois les regards du Lapon;
Quand le soleil paraît terminer sa carrière,
Qu'il nage au bord des monts dans des flots de lumière,
O surprise! ô spectacle inconnu pour nos yeux!
Sous ce même horizon encor tout radieux,
L'astre, au lieu de plonger, en rase la surface,
S'élance en Orient que sa lumière embrase,
Et dans le champ des cieux recommençant son tour,
Sans aube et sans aurore il ouvre un nouveau jour!

Lemierre, poëme des Fastes.

* Feux de la *Saint-Jean*, le 24 juin.

On conçoit déjà comment la position du soleil relativement à la terre produit les variations de température que nous éprouvons dans les différentes saisons, et tous les phénomènes qui en résultent dans les productions de la nature. Plus le soleil se rapproche de notre zénith, ou ce qui revient au même, plus ses hauteurs méridiennes augmentent, plus la direction de ses rayons s'élève sur notre horizon, et la terre sur laquelle ils tombent d'aplomb en reçoit davantage de chaleur. Au contraire, les hauteurs méridiennes du soleil diminuant, ses rayons frappent plus obliquement l'horizon, et leur vertu calorifique diminue à la fois par cette cause et parce que l'astre demeure moins longtemps visible. Voilà donc plusieurs raisons pour expliquer les froids de l'hiver et les chaleurs de l'été; ajoutons que les rayons solaires ont dans la première saison une plus grande étendue d'atmosphère à traverser, ce qui contribue encore à diminuer leur intensité. Cependant comme les hauteurs du soleil redeviennent les mêmes en été et au printemps, en hiver et en automne, il semble que la température devrait être aussi la même dans les deux premières et dans les deux dernières saisons. Mais il faut observer que l'action du soleil sur la terre n'est pas instantanée; ses plus grands effets ne se produisent que par leur accumulation; et de même que la chaleur du jour n'atteint son *maximum* que deux heures environ après que le soleil a dépassé le méridien, de même les plus grandes chaleurs de l'été n'ont lieu qu'un mois après que cet astre a atteint ses plus grandes hauteurs solsticiales. Le globe terrestre s'est graduellement échauffé à mesure que le soleil s'est avancé de l'équateur vers le pôle boréal, et les plus fortes chaleurs

se font sentir dans l'intervalle qu'il met à revenir du solstice d'été vers l'équateur. La terre se refroidit ensuite par degrés lorsque le soleil passe dans l'hémisphère austral, et lorsque cet astre revient du solstice d'hiver vers l'équateur, son action étant devenue très-faible, et le refroidissement du globe terrestre complet, son influence sur la température descend à son *minimum*, et c'est alors que se produisent les glaces et les frimas.

34. Les tropiques et les cercles polaires partagent la surface de la terre en cinq grandes divisions ou *zones* qui, placées dans des positions diverses par rapport au soleil, se distinguent par les différences de leurs productions et de leurs températures.

La portion de la surface terrestre comprise entre les tropiques se nomme *zone torride* ou *brûlée* à cause de l'extrême chaleur que le voisinage du soleil, sa présence continue, et surtout la direction perpendiculaire de ses rayons y produisent. Tous les corps de la nature organique, fécondée par la puissance calorifique du soleil, y ont une force de végétation, et un éclat de couleur qu'on ne leur voit point ailleurs. C'est de là que nous viennent les fruits les plus savoureux et les poisons les plus subtils.

On nomme *zones glaciales* les portions de la surface de la terre comprises entre les deux cercles polaires et les pôles. Les régions qui y sont situées restent privées pendant plusieurs mois de la présence du soleil, et lorsqu'il s'y montre, l'extrême obliquité de ses rayons en affaiblit considérablement la puissance. Aussi dans ces contrées le froid est excessif, la nature stérile et

la terre presqu'inhabitable même du côté du pôle boréal, car dans l'hémisphère austral, des glaces éternelles, que l'on n'a pu jusqu'à présent surmonter, environnent le pôle et s'étendent jusqu'au cercle polaire antarctique qu'elles ne permettent pas de dépasser.

Enfin les portions de la surface du globe comprises entre les tropiques et les cercles polaires s'appellent *Zônes tempérées*. Le soleil ne passant jamais au zénith de ces régions, et ne s'en éloignant pas cependant par de trop grands écarts, ses rayons ne les frappent ni dans une direction perpendiculaire, ni dans une direction trop oblique, les jours et les nuits s'y partagent l'année sans de trop grandes inégalités, et toutes ces causes y produisent une température qui tient pour ainsi dire le milieu entre les chaleurs extrêmes de la zône torride et les froids rigoureux des zônes glaciales. Il semble que c'est sur la surface de la terre le séjour que la nature avait spécialement destiné à l'homme, aussi voyons-nous que de ces régions sont sortis les plus beaux monuments de son génie.

Quoique les deux hémisphères se trouvent placés dans une situation semblable par rapport au soleil, la température cependant n'y est pas la même à égales distances de l'équateur. L'hémisphère austral paraît en général plus froid que l'hémisphère boréal. La ceinture de glaces éternelles qui défend les pôles, ne s'étend que jusqu'au 9e degré du côté du pôle arctique, tandis qu'elle descend jusqu'au 18e du côté du pôle antarctique. Cette cause suffirait seule pour expliquer les différences de température des deux hémisphères. En effet comme il faut à la glace 60° de chaleur pour passer de l'état solide

à l'état liquide, une grande partie de la chaleur solaire sera employée pendant l'été dans l'hémisphère austral à fondre les glaces amoncelées pendant l'hiver. Les deux hémisphères terrestres ont d'ailleurs une constitution très-différente, et la partie australe contient beaucoup plus de mers que la partie boréale, ce qui doit encore influer considérablement sur l'inégalité de leur température.

On remarque souvent des différences semblables relativement à des lieux situés à la même latitude dans le même hémisphère. Une infinité de circonstances locales, comme le voisinage de la mer, la situation des montagnes, les vents, les volcans, peuvent modifier l'action du soleil, et rendre la température très-différente dans des régions situées sur le même parallèle. L'expérience prouve encore que les côtes occidentales sont toujours plus froides que les côtes orientales; ainsi, en Amérique, l'hiver est beaucoup plus rigoureux à la même latitude que dans l'Europe, et il faut redescendre de 5 ou 6° vers l'équateur pour retrouver la même température moyenne.

Nous n'avons employé jusqu'ici le mot de *climat* que dans son acception la plus commune, c'est-à-dire en le considérant relativement aux variétés des températures et des saisons des différents points du globe; mais en astronomie, on donne spécialement le nom de *climat* à une portion de la surface terrestre comprise entre deux parallèles dont l'intervalle est déterminé de manière que le plus long jour d'été, sur l'un des parallèles, excède d'une quantité donnée, d'une demi-heure, par exemple, le plus long jour d'été sur le parallèle opposé. On a divisé ainsi la portion de la surface de la terre comprise entre les cercles polaires en vingt-quatre climats de demi-heures; le pre-

mier commence à l'équateur ; à son origine, il a douze heures de jour à son plus grand jour, et douze heures et demie à sa fin ; le second a douze heures et demie de jour sur le parallèle le plus rapproché de l'équateur, et treize heures de jour sur le second, et ainsi de suite pour les autres *climats*. La largeur des zônes qui comprennent les différents climats n'est pas égale sur toute la terre, elle va en diminuant à mesure qu'on approche du pôle, parce que les variations dans la durée du jour y sont beaucoup plus rapides que sous l'équateur. On doit d'ailleurs s'attendre, d'après ce que nous avons dit, à trouver de grandes différences dans la température des mêmes *climats* dans chaque hémisphère, ou dans celle des *climats* qui se correspondent des deux côtés de l'équateur.

Seconde approximation du mouvement du soleil.

35. Revenons maintenant à un examen plus attentif du mouvement apparent du soleil autour de la terre. En comparant entre elles les déclinaisons pour chaque jour de l'année, on remarque que leurs variations sont très-rapides dans le voisinage de l'équateur, et qu'elles sont presque insensibles, au contraire, vers les solstices. Cependant, comme les déclinaisons n'indiquent que le mouvement du soleil dans le sens des méridiens, et que son mouvement réel est la résultante de ce mouvement et de celui qui a lieu dans le sens des parallèles, on ne saurait encore en conclure que le mouvement sur l'orbite n'est pas uniforme. Mais si l'on compare la marche du soleil dans le sens des parallèles à une étoile fixe, on

verra que cet astre passe chaque jour plus tard que l'étoile au méridien, et que ses retards quotidiens ne sont pas les mêmes dans tous les temps, les jours solaires ne sont donc pas égaux, et les mouvements du soleil sont irréguliers, soit parallèlement à l'équateur, soit perpendiculairement à ce plan.

Cependant ces irrégularités du mouvement du soleil proviennent-elles seulement de ce que le plan de son orbite est incliné à l'équateur, ou résultent-elles de ce que cette orbite n'est point un cercle, et de ce que le mouvement du soleil dans l'écliptique n'est point uniforme? Ce sont autant de questions intéressantes que de nouvelles observations serviront à résoudre. D'abord, le soleil est-il toujours à la même distance de la terre? Pour nous en assurer, employons le secours de l'instrument que nous avons décrit dans le chapitre II, et qui porte le nom de micromètre; c'est, comme nous l'avons dit n° 16, un réticule dont l'un des fils est mobile, et que l'on peut adapter à toute espèce de lunettes. Dirigez vers le soleil une lunette ainsi préparée, et attendez que le disque touche le fil supérieur; tournez alors la vis du micromètre jusqu'à ce que le fil mobile soit tangent à la partie inférieure du disque, vous reconnaîtrez qu'à chaque observation le soleil éprouve des variations sensibles. Il faut donc supposer ou que cet astre augmente et diminue de volume, ou qu'il s'approche et s'éloigne alternativement de la terre.

En effet, l'angle sous lequel nous apercevons un corps dépend à la fois de son volume et de sa distance. Si le volume ne change pas et que le corps s'éloigne de nous, l'angle optique, sous-tendu par son diamètre, diminuera

proportionnellement, et les dimensions du corps nous paraîtront d'autant plus petites sans qu'il ait réellement changé de grandeur. Ainsi, un observateur en S (fig. 32), voit sous le même angle les deux arcs a b et AB placés à différentes distances, et l'on a la proportion

ab : AB : : Sa : SA.

Si AB est double de *ab*, la distance SA sera double aussi de *Sa*; par conséquent, si l'arc *ab* s'éloigne du centre S, l'angle qu'il sous-tend diminuera dans le même rapport que la distance augmentera. Lorsque les corps sont très-éloignés, comme le soleil et la lune, relativement à la terre, les arcs *ab*, AB peuvent être pris pour leurs cordes, et l'on peut, par conséquent, poser en principe que les diamètres apparents d'un astre, ou les angles sous lesquels cet astre est vu de la terre, sont en raison inverse de ses distances à l'observateur.

L'hypothèse d'une altération périodique dans les dimensions du soleil n'étant pas admissible, il est clair que les variations de son diamètre apparent annoncent que ses distances à la terre ne sont pas toujours les mêmes; et comme on peut, à l'aide du micromètre, apprécier ces variations avec une grande exactitude, on en conclura par une simple proportion les variations correspondantes dans ses distances à la terre (1). Rien ne

(1) On peut encore mesurer le diamètre apparent d'un astre par le temps qu'il emploie à passer devant le fil très-fin placé au centre de la lunette méridienne. Si par exemple, le second bord du soleil passe au méridien 2′ après le premier, on en conclura que le demi-diamètre du soleil occupe dans le ciel un espace d'un demi-degré en

sera plus facile ensuite que de déterminer la nature de l'orbite solaire. En effet, supposons (fig. 33) la terre en T, et formons autour de ce point les angles STS′, S′TS″ etc., égaux aux arcs qu'interceptent entre eux les méridiens sur lesquels s'est trouvé le soleil à midi chaque jour de l'année. Prenons une ligne arbitraire TS pour représenter la distance du soleil à la terre, correspondante à l'une quelconque des observations, par exemple, à celle où le soleil s'est trouvé dans sa plus grande proximité de la terre; calculons ensuite, comme nous venons de le dire, les distances TS′, TS″, etc., rapportées à cette ligne TS, prise pour unité, et faisons passer une courbe par les points S, S′, S″, etc., ainsi déterminés. Nous reconnaîtrons à la première inspection que cette courbe est un peu allongée dans le sens de la droite qui, passant par la terre, joint les observations des mois de janvier et de juillet, c'est-à-dire des époques où le soleil est le plus rapproché et le plus éloigné de la terre. La ressemblance de cette courbe avec l'ellipse a d'abord donné l'idée de les comparer, et l'on s'est assuré, en effet, de leur identité (1), d'où l'on a été amené à conclure que

comptant 15° par heure. Ceci suppose que l'astre dont on mesure le demi-diamètre, est dans le plan de l'équateur, s'il n'y était pas le résultat précédent aurait besoin d'une correction. On trouve ainsi que le diamètre du soleil a pour valeur moyenne 32′, et pour valeurs extrêmes 31′ 516 et 32′, 596. Nous avons vu que les étoiles n'ont aucun diamètre apparent; l'angle sous lequel on les aperçoit est constamment nul, même aux yeux de l'observateur muni des meilleurs instruments d'optique.

(1) Cette vérification est facile. En effet, on sait que trois points donnés de position sur un plan suffisent pour déterminer complétement une éclipse dont l'un des foyers est connu. En calculant donc l'ellipse qui satisfait à trois observations du soleil, on verra si toutes

l'orbe solaire est une ellipse dont la terre occupe l'un des foyers.

36. L'ellipse est une de ces courbes nommées *sections coniques* parce qu'elles résultent de l'intersection d'un cône droit par un plan, et dont les géomètres anciens se sont longtemps occupés sans se douter qu'elles deviendraient un jour la base de toute la théorie du système du monde. Comme l'ellipse est d'un fréquent usage dans toutes les branches de l'astronomie, nous en rappellerons ici en quelques mots les principales propriétés. Celle qui la caractérise d'abord c'est que la somme des distances de l'un quelconque des points de son contour à deux points fixes, que l'on nomme *foyers*, est toujours la même. De là résulte un moyen facile de la décrire, en fixant aux foyers F et F′ (*fig.* 34) les extrémités d'un fil tendu par un style qui glisse le long de ce fil. La courbe *a b c d* tracée par la pointe du style dans ce mouvement est visiblement allongée dans le sens de la droite F F′ qui passe par les deux foyers, et qui prolongée des deux côtés jusqu'à la courbe, forme le *grand axe* AB de l'ellipse; sa longueur est égale à celle du fil. Le milieu C de cet axe est le centre de l'ellipse; la perpendiculaire CD menée par le centre sur le grand axe, et terminée à la courbe forme le *petit axe*. La perpendiculaire au grand axe qui passe par le foyer, se nomme le *paramètre*. Les droites menées de l'un des foyers aux différens points de l'ellipse se nomment

les autres observations y sont également comprises. Les résultats de la construction graphique que nous avons indiquée, et qui pouvaient laisser des doutes, acquièrent ainsi toute la précision des résultats numériques.

rayons vecteurs, la distance du centre à l'un des deux foyers, se nomme *excentricité*, l'excès du plus grand rayon vecteur sur le petit, est égal au double de l'excentricité. Le point A qui est le plus rapproché du foyer F se nomme le *périgée* dans l'orbe solaire, et le point B qui en est le plus éloigné s'appelle l'*apogée* ; quand il s'agit des ellipses décrites par les planètes, ces deux points se nomment le premier le *périhélie* et le second l'*aphélie*. Si les deux foyers F et F′ se confondent en un seul et même point, l'ellipse se change en un cercle ; à mesure que ces deux points s'éloignent l'un de l'autre, l'ellipse s'aplatit de plus en plus, et si l'on suppose que la distance AF du sommet de l'ellipse au foyer le plus voisin restant la même, la distance mutuelle des deux foyers augmente indéfiniment, l'ellipse se change en une *parabole*. Cette courbe est encore une section conique, mais au lieu d'être, comme l'ellipse une courbe fermée, elle se compose de deux branches AE, AG (*fig.* 34) qui s'étendent indéfiniment en s'écartant de plus en plus l'une de l'autre. Les distances LP et FP d'un point quelconque de cette courbe au foyer F, et à une droite KL menée perpendiculairement à son axe, par un point K placé à la même distance du sommet A que le foyer F, mais du côté opposé, sont égales entre elles ; cette propriété, qui caractérise la parabole, donne aussi un moyen facile de la décrire. La position d'un astre sur l'ellipse ou la parabole qu'il décrit, est déterminée lorsqu'on connaît la longueur et la direction de son rayon vecteur ou l'angle que forme ce rayon avec une droite dont la position est fixée. Cet angle se nomme la *longitude* du rayon vecteur;

il prend le nom d'*anomalie* lorsque la droite fixe d'où il est compté est le grand axe de la courbe.

37. Déjà il ne doit plus nous sembler étonnant que la marche du soleil ne nous paraisse pas régulière, puisque cet astre ne parcourt pas un cercle, et que d'ailleurs nous ne sommes point placés, pour l'observer, au centre de ses mouvements. Mais lorsqu'on eut reconnu que la courbe que le soleil décrit autour de la terre est une ellipse, en comparant les arcs qu'il parcourt chaque jour sur sa véritable orbite, on s'est aperçu que ces arcs ne sont point égaux, on en a conclu que son mouvement sur cette courbe n'est point uniforme, et il devenait curieux par conséquent de rechercher la loi de ses inégalités. Après de nombreux essais, Képler eut le bonheur de la découvrir. Il reconnut que l'espace angulaire parcouru par le soleil dans un jour, multiplié par le carré de son rayon vecteur, donnait un produit constant dans toute l'étendue de son orbite ; or, la géométrie montre que ce produit est égal au double de la surface comprise entre l'arc elliptique décrit par le soleil et les deux rayons vecteurs menés à ses extrémités, pourvu toutefois qu'on suppose l'angle du mouvement diurne assez petit pour que les deux rayons vecteurs ne diffèrent l'un de l'autre que d'une légère quantité. En effet, supposons que FM et FM' (*fig.* 34) représentent le rayon vecteur du soleil dans deux positions consécutives séparées par l'intervalle d'un jour ; désignons par r la longueur FM et par π l'angle du mouvement diurne MFM' ; du point F comme centre, décrivons l'arc de cercle MN qui coupe en N le rayon vecteur FM' et dont la longueur sera $r\pi$, le secteur circulaire

MFN aura pour mesure cet arc multiplié par la moitié de son rayon ou $\frac{1}{2} r^2 u$, et l'on pourra le prendre pour l'aire du secteur elliptique MFM' en négligeant la partie NMM' infiniment petite par rapport à la première. On peut donc dire que *les secteurs tracés par les rayons vecteurs du soleil sont égaux en temps égaux*, et *l'on en conclut que ces secteurs sont proportionnels aux temps employés à les décrire*.

Le rapport très-simple que cette loi établit entre les variations du mouvement du soleil et celles de ses distances à la terre, explique clairement les apparences que l'observation nous a présentées. Lorsque le soleil se rapproche de nous, son rayon vecteur devenant plus petit, l'arc qu'il parcourt dans un jour doit être plus considérable pour que la surface décrite par ce rayon demeure la même dans tous les points de l'orbite ; le contraire doit avoir lieu lorsque la distance du soleil va en augmentant. Ainsi les points de l'orbite où le soleil se trouve le plus voisin de la terre sont en même temps ceux où il se meut le plus rapidement ; les points où il en est le plus éloigné sont ceux où son mouvement journalier est le plus lent. Nous avons vu n° 35 que la plus courte distance du soleil à la terre s'observe vers les premiers jours de janvier, et la plus grande à six mois d'intervalle vers les premiers jours de juillet; le mouvement du soleil a donc dû nous paraître plus rapide en hiver qu'en été, en automne qu'au printemps, et c'est en effet ce que les observations confirment.

La position de l'orbite solaire explique encore l'inégalité que nous avons remarquée entre les saisons : en effet,

la longitude du périgée solaire était en 1800 de 279° 30′ 8″; en supposant donc que EE′ (*fig.* 35) représente l'intersection de l'écliptique et de l'équateur, P P′ déterminé de manière que l'on ait E T P = 80° 29′ 52″ sera l'axe de l'ellipse EPSE′ que décrit le soleil dans son mouvement annuel; le point E sera l'équinoxe du printemps, E′ le solstice d'automne, S le solstice d'été, S′ le solstice d'hiver. Le périgée P se trouvera ainsi compris entre le solstice d'hiver et l'équinoxe du printemps, et l'apogée P′ entre le solstice d'été et l'équinoxe d'automne. Le mouvement du soleil se ralentissant à mesure qu'il approche de l'apogée, il doit mettre plus de temps à décrire la portion de l'ellipse ES′E′ comprise entre l'équateur et le solstice d'été, qu'à parcourir la partie E′SE comprise entre le même plan et le solstice d'automne où se trouve situé le périgée. La différence était de *sept* jours à peu près en 1800; et tant que le périgée demeurera au nord, la durée du printemps et de l'été réunis sera plus longue que celle de l'automne et de l'hiver. Mais on verra que le périgée solaire varie insensiblement dans les différents siècles; il arrivera donc une époque, où le périgée coïncidera avec l'équinoxe du printemps ; les intervalles pendant lesquels le soleil demeurera des deux côtés de l'équateur seront alors d'égale durée et lorsque le périgée sera enfin passé dans l'hémisphère austral, le printemps et l'été pris ensemble seront plus courts que l'automne et l'hiver. Mais ce phénomène ne peut nous causer aucune inquiétude, car vu la lenteur du mouvement du périgée solaire, 4675 ans s'écouleront avant qu'il ne se réalise. En effet, la longitude du périgée solaire, rapportée à une équinoxe fixe aug-

mente de 1′ 2″ environ par an, ce qui donne 80° 29′ 52″ = (1′ 2″) (4674) c'est-à-dire que ce n'est qu'après 4674 ans à partir de 1800 que le grand axe de l'orbe solaire coïncidera avec la ligne des équinoxes. Si le périgée tombait exactement au solstice d'hiver, le printemps et l'été seraient d'égale durée et l'automne serait aussi long que l'hiver, comme on a 90°—80° 29′ 52″=9° 30′ 8″, et à très-peu près 9° 30′ 8″= (1′ 2″) (551); ce phénomène a dû avoir lieu 551 avant le commencement du siècle actuel, c'est-à-dire vers l'année 1250. Enfin, si en remontant encore, on cherche l'époque où le périgée a coïncidé avec l'équinoxe d'automne, on trouve qu'il s'est passé 5776 ans depuis l'instant de ce phénomène jusqu'à 1800, c'est-à-dire qu'il a eu lieu 4000 ans à peu près avant l'ère chrétienne, époque très-remarquable en ce qu'elle coïncide avec celle où la plupart des chronologistes ont fixé le commencement du monde.

38. Pour bien concevoir la loi du mouvement angulaire du soleil dans toutes les parties de son orbite elliptique, supposons (fig. 36) un cercle *abcd* décrit de la terre comme centre, et avec la distance périgée du soleil pour rayon; imaginons ensuite un astre qui, partant du périgée en même temps que le soleil, décrive ce cercle d'un mouvement uniforme et dans l'intervalle d'une année tropique (1). Comme le soleil au périgée P est animé de sa plus grande vitesse, il devancera d'abord l'astre fictif,

(1) Nous avons vu que la longueur de *l'année tropique*, ou le temps que le soleil met à revenir au même équinoxe est de 365 j. 24222013, on aura donc la proportion :

$$365\text{ j. }24222013 : 360° :: 1\text{ j} : x = 0',985647283$$

Ou bien $x = 59' \; 8'',33$, c'est l'arc que l'astre du mouvement moyen décrit en un jour.

mais son mouvement se ralentissant à mesure qu'il s'éloigne du périgée, l'astre regagnera continuellement de l'espace sur lui, et l'angle que forment à chaque instant leurs rayons vecteurs diminuera de plus en plus à mesure que le soleil avancera dans son orbite; cet angle deviendra nul à l'apogée où le soleil et l'astre arriveront en même temps, et alors les deux rayons vecteurs coïncideront avec le grand axe de l'orbite. Le contraire a lieu en revenant de l'apogée vers le périgée, c'est l'astre fictif qui devance d'abord le soleil; mais le mouvement du soleil s'accélérant à mesure que sa distance au périgée diminue, il se rapproche de plus en plus de l'astre qui le précède, et le rejoint au périgée où ils arrivent en même temps. Les angles que forment les rayons vecteurs de l'astre fictif et du soleil vrai, sont les mêmes que dans la première moitié de l'ellipse à la même distance du périgée; après avoir été d'abord en augmentant, ils diminuent graduellement, et deviennent nuls au périgée, où les deux rayons vecteurs se confondent avec le grand axe de l'ellipse.

L'angle ST*s* des deux rayons vecteurs menés du centre de la terre au soleil vrai et à l'astre fictif *s*, indique donc à chaque instant ce qu'il faut ajouter au mouvement circulaire pour avoir le mouvement du soleil sur l'ellipse. Dans les orbites elliptiques et paraboliques, nous avons vu qu'on nommait *anomalie* ou *inégalité* la distance angulaire d'un astre au périgée de l'orbite, l'angle *s*TP est *l'anomalie moyenne*, c'est-à-dire celle qui correspond au mouvement moyen, l'angle STP est *l'anomalie vraie*, c'est-à-dire celle qui correspond au mouvement vrai du soleil, et l'angle ST*s*, ou l'excès de

l'une de ces quantités sur l'autre se nomme l'*équation du centre*, parce qu'en astronomie, on appelle en général *équation* la correction qu'il faut ajouter ou retrancher de la valeur moyenne d'une quantité pour avoir sa valeur véritable, on aura donc généralement :

Anomal. vraie = Anomal. moyenne + équat. du centre.

L'équation du centre varie de grandeur dans les différents points de l'orbite solaire, elle est additive depuis le périgée jusqu'à l'apogée et va en augmentant jusque vers le point où l'ellipse est rencontrée par la perpendiculaire élevée du foyer sur le grand axe, c'est alors qu'elle atteint sa plus grande valeur, elle diminue ensuite jusqu'à l'apogée où elle redevient nulle. L'équation du centre change de signes dans la seconde partie de l'ellipse et d'additive qu'elle était, elle devient négative ; nous avons vu en effet, qu'alors le rayon vecteur du soleil moyen devançait le rayon vecteur du soleil vrai, et qu'ils ne se rejoignaient qu'au périgée où l'équation du centre se réduit de nouveau à zéro. Le mouvement du soleil vrai est donc ainsi parfaitement représenté par l'adjonction de l'équation du centre au mouvement moyen, et il ne s'agit plus que de déterminer le coefficient de l'inégalité que nous venons de considérer, c'est-à-dire, sa valeur lorsqu'elle est à son *maximum* ou à son *minimum*. Or, à ces deux points de l'orbite il est aisé de s'assurer que le soleil moyen et le vrai soleil se meuvent pendant quelques instants avec la même vitesse, le mouvement du soleil vrai est donc alors égal à son mouvement moyen ou à 59′ 8″,33.

39. On a observé pour chaque jour de l'année le mouve-

ment diurne, il sera donc facile de reconnaître l'époque où le mouvement observé différait peu de la valeur précédente, et l'on en conclura, par interpolation, l'instant où le mouvement vrai était égal au mouvement moyen. La construction symétrique de l'ellipse montre d'ailleurs que les points qui ont la même équation du centre, sont situés de part et d'autre du grand axe à la même distance du périgée : les deux points S et S′ (*fig.* 36) qui répondent à la plus grande équation du centre, se trouvent par conséquent placés à égale distance du périgée P, et tous deux seront plus éloignés de ce point que le soleil moyen *s* et *s*′. On a donc ainsi PTS = PTS′ et l'on voit que si l'on retranche l'angle STS′ décrit par le soleil dans l'intervalle qu'il met à passer du point S au point S′, de *s*T*s*′ angle décrit dans le même intervalle par le soleil moyen, la différence sera le double de l'angle ST*s*, ou de la plus grande équation du centre. L'angle STS′ est donné par l'observation, c'est la différence des anomalies des deux points qui répondent à la plus grande équation du centre, ou le mouvement vrai du soleil dans l'intervalle de temps qui les sépare. Cet intervalle, multiplié par le moyen mouvement tropique, donnera le moyen mouvement du soleil dans le même espace de temps; en retranchant donc cette seconde quantité de la première la différence sera le double de l'équation du centre. Ainsi, en désignant par L l'anomalie vraie et par M, l'anomalie moyenne du premier point, comptées toutes deux du périgée, si l'on nomme L′ et M′, ce que deviennent ces deux angles relativement au second point, et E la plus grande équation du centre, on aura évidemment :

$$L = M + E \quad ; \quad L' = M' - E$$

d'où l'on conclura :

$$E = \tfrac{1}{2}(L - L') - \tfrac{1}{2}(M - M') \text{ (1)}$$

La plus grande équation du centre était de 1°55′27″,3, le 1er janvier 1800, à minuit. L'analyse mathématique, appliquée au mouvement dans l'ellipse, permet d'exprimer cette quantité en une *suite* de valeurs ou *série* ordonnée par rapport aux puissances ascendantes de l'excentricité, et dont les différents termes vont en diminuant avec une grande rapidité en passant de l'un à l'autre. Si l'on se borne au premier terme de cette série, ce qui suffit pour une première approximation, on trouve que la plus grande équation du centre est double de l'excentricité; on pourra donc conclure l'excentricité de l'orbite lorsque la plus grande équation du centre sera connue. Ainsi, en réduisant l'angle $\frac{1}{2}$ (1° 55′ 27″,3) en parties du rayon, ce qui revient à le diviser par l'arc égal au rayon, on trouve que l'excentricité en parties de la distance moyenne du soleil à la terre, prise pour unité, était égale à 0,01679228 au commencement de 1800.

L'observation des mouvements diurnes a suffi pour nous donner une première idée de la position du périgée et de l'apogée de l'orbite solaire; puisque nous savons que c'est en ces deux points que le mouvement journalier a été le plus rapide et le plus lent dans toute l'année; mais il peut encore rester une indétermination d'un demi-jour

(1) On trouvera dans les notes un exemple numérique de ce calcul.

à peu près sur le vrai lieu du périgée ; on l'obtient avec plus de précision au moyen des observations qui ont servi à déterminer l'équation du centre, c'est-à-dire lorsqu'on a observé le soleil aux deux époques où le mouvement vrai était égal au mouvement moyen, et, en général, lorsqu'on a des observations faites dans les deux saisons de l'année où le soleil s'est trouvé à égale distance du périgée et de l'apogée. En effet, si l'on nomme L et L' les deux longitudes observées lorsque le soleil s'est trouvé aux points S et S' (*fig.* 36), L'-L sera l'angle qu'il décrit dans l'intervalle ; $\frac{1}{2}$ (L'-L) sera donc la longitude de l'apogée comptée de l'instant de la première observation, et en l'ajoutant à la longitude L du soleil à cette époque, $\frac{1}{2}$ (L + L') sera la longitude correspondante de l'apogée, en l'augmentant de 180° on en conclura celle du périgée. Cette longitude au 1er janvier 1800, à minuit, était de 279° 30′ 8″,39.

Nous avons donc ainsi toutes les données nécessaires pour déterminer la forme et la position de l'orbe solaire. Ces quantités se nomment les *éléments* du mouvement elliptique ; leur détermination exacte est un des points les plus importants de l'astronomie pratique ; nous donnerons dans la suite le moyen de corriger les éléments trouvés par les méthodes précédentes, et qu'on peut regarder comme une première approximation de leur véritable valeur. L'observation a montré que ces valeurs ne sont pas toujours les mêmes ; la position et la forme de l'orbe solaire se modifient donc avec le temps. Ainsi, le lieu du périgée n'est pas fixe dans le ciel, et l'on a reconnu qu'il a un mouvement de 12″ par an, dirigé dans le même sens que celui du soleil (1). L'excentricité

(1) Par son mouvement propre, le périgée s'écarte de l'équinoxe

varie également, elle diminue de 0,000041809 par siècle; l'ellipse solaire se rapproche donc maintenant de la forme du cercle. L'inclinaison de l'orbe solaire sur l'équateur, ou son *obliquité*, change comme les autres éléments; l'écliptique se rapproche insensiblement du plan de ce grand cercle, et l'angle qu'ils comprennent diminue de 48″ par siècle. Enfin, nous avons vu que les points équinoxiaux avaient, relativement aux étoiles, un mouvement de 50″ environ par an, dirigé en sens inverse du mouvement du soleil; l'intersection de l'écliptique et de l'équateur ne répond donc pas en tout temps au même point du ciel; elle se dirige successivement vers les différentes constellations du zodiaque, et parcourt un signe en 2150 ans.

40. Mais tandis que tous les autres éléments de l'ellipse solaire varient par degrés insensibles dans la suite des siècles, le grand axe de l'orbite demeure seul invariable, c'est-à-dire qu'il conserve perpétuellement la même longueur. La distance moyenne de la terre au soleil sera donc toujours la même qu'aujourd'hui, et comme la durée de la révolution d'une planète, ainsi qu'on le verra par la suite, dépend uniquement de la grandeur de son grand axe, l'invariabilité de l'un entraîne nécessairement l'invariabilité de l'autre. Ainsi, quels que soient les changements d'excentricité de l'orbite solaire, la longueur de l'année *sidérale*, qui ramène le soleil à la même étoile, restera toujours la même.

de 12″ par année; dans cet intervalle l'équinoxe parcourt en sens inverse un arc de 50″ environ; le mouvement total du périgée, rapporté à l'équinoxe regardé comme fixe, sera donc de 62″ ou 1′ 2″ par an, comme nous l'avons supposé précédemment.

Mais les déplacements de la droite, suivant laquelle l'écliptique coupe l'équateur, influent sur la longueur de l'année solaire. En effet, le soleil partant de l'équinoxe reviendra au même point du ciel après une année sidérale, mais pendant ce temps l'équinoxe s'est déplacé, et a parcouru un petit arc de 50",224 en s'avançant à la rencontre de l'astre. Le retour du soleil au même équinoxe, ou au même tropique, anticipe donc de 50",224 chaque année sur son retour à la même étoile, ce qui rend l'année *équinoxiale* ou *tropique* plus courte que l'année sidérale de 50",224 converties en temps, et produit le phénomène connu sous le nom de la *précession des équinoxes*. Soit T la longueur de l'année tropique, et S celle de l'année sidérale qui ramène le soleil à la même étoile, on aura la proportion :

$$360^\circ - 50'',224 : 360^\circ :: T : S = \frac{360^\circ\, T}{360^\circ - 50'',224} = \frac{T}{1 - \frac{50'',224}{360^\circ}}$$

d'où, en observant que $360^\circ = 1296000''$, on tire à très-peu près :

$$S = T\left(1 + \frac{50,224}{1296000}\right).$$

Nous avons supposé l'année tropique de $365^j\ 5^h\ 48'\ 47'',8$, en substituant cette valeur à la place de T, on trouve :

$$S - T = \frac{50224\,T}{1296000000} = 20'\ 22'',9\ 304.$$

L'année sidérale excède donc de $20'\ 22'',9304$ l'année tropique, et sa durée, par conséquent, est de $365^j\ 6^h\ 9'10'',7496$, ou $365^j,256374417$. La durée de l'année

sidérale est constante ; mais comme la quantité de la précession n'est pas toujours la même, la longueur de l'année tropique varie dans les différents siècles ; elle était du temps d'Hipparque, c'est-à-dire cent vingt-huit ans avant l'ère chrétienne, de 10″ environ plus longue qu'au commencement de ce siècle.

Les astronomes distinguent encore une autre espèce d'année, c'est l'intervalle que le soleil met à revenir au même point de son orbite et qu'on nomme *année anomalistique*, parce que, dans cet intervalle, l'anomalie moyenne augmente de quatre angles droits. Pour en déterminer la durée, observons que le périgée ayant un mouvement de 11″,8 par an, suivant l'ordre des signes, le soleil, pour revenir à ce point après une révolution entière, aura à décrire 360° 0′ 11″,8, l'année anomalistique surpassera donc l'année sidérale de 11″,8 réduites en temps. Nommons M la première année, et, comme précédemment, S la seconde, on aura :

$$360^\circ : 360^\circ + 11'',8 :: S : M = \left(\frac{360^\circ\ 11'',8}{360^\circ} \right) S$$

d'où l'on tire :

$$M - S = \left(\frac{118}{12960000} \right) S = 4'\ 47'',33.$$

L'année anomalistique est donc de 4′ 47″,33 plus longue que l'année sidérale ; elle est égale, par conséquent, à $365^j\ 6^h\ 13'\ 58'',07$, ou 365^j 25970005.

L'année anomalistique, comme l'année tropique, n'est pas rigoureusement la même dans les différents siècles. L'année sidérale seule est invariable.

De même que les déplacements de l'écliptique relative-

ment à l'équateur, produisent les variations de l'année tropique, de même le mouvement inégal du soleil dans l'écliptique et l'obliquité de ce plan produisent les différences de la durée du jour solaire dans les diverses saisons. Cette inégalité des jours solaires aurait de grands inconvénients pour la mesure du temps; on a dû par conséquent chercher à les éviter en substituant pour cet usage au jour vrai marqué par les retours du soleil au méridien, un jour de convention dont la durée fût constante, et tînt le milieu entre les jours les plus courts et les plus longs de l'année. Pour cela on imagine qu'un soleil idéal décrive l'équateur d'un mouvement uniforme dirigé de l'occident à l'orient, de manière à passer aux équinoxes en même temps que le soleil vrai, et les intervalles marquées par les retours de cet astre au méridien forment ce qu'on appelle le *jour moyen solaire*.

Sa longueur est facile à déterminer; en effet, le soleil moyen décrit l'équateur dans une année tropique de 365 j. 24222; son mouvement par jour sera donc de 59′ 8″ 33, et comme il est dirigé en sens inverse du mouvement diurne, le soleil moyen, pour revenir au même méridien, aura à décrire 360° 59′8″, 33. Mais l'arc 59′8″, 33 réduit en temps à raison d'une circonférence entière pour un jour, donne 3′ 56″, 55527, c'est l'excès du jour moyen solaire sur le jour sidéral, ou le temps qu'une étoile emploie chaque jour de moins que le soleil moyen à revenir au méridien, et ce que par cette raison on appelle l'*accélération des fixes*. Cette différence est constante, le jour moyen solaire est donc constamment de même durée comme le jour sidéral.

Si une étoile passe au méridien en même temps que

le soleil moyen un certain jour de l'année, elle passera successivement plus tôt les jours suivants, et ces avances, de 3′ 56″, 55527 par jour, accumulées pendant la durée de l'année, produiront un jour entier, en sorte qu'après 365j 24222, l'étoile aura passé une fois de plus au méridien que le soleil.

On distingue donc en astronomie, trois espèces de jours : le *jour sidéral*, *le jour vrai*, et le *jour moyen*.

Le jour sidéral est l'intervalle compris entre deux retours successifs d'une étoile au méridien.

Le jour vrai est l'intervalle qui s'écoule entre deux passages consécutifs du soleil vrai au même plan.

Le jour moyen est mesuré par les retours successifs au méridien, d'un astre fictif qu'on nomme soleil moyen, et qui décrirait l'équateur d'un mouvement uniforme dirigé de l'Ouest à l'Est dans l'intervalle d'une année tropique.

Le jour se divise généralement en 24 h, l'heure en 60′, la minute en 60″, mais la durée de l'heure, de la minute et de la seconde est différente selon l'espèce de jours à laquelle elles se rapportent.

Puisque la sphère céleste décrit 360° dans un jour sidéral et 360° + 59′ 8″ 333 dans un jour moyen solaire, on a la proportion :

Jour sid. : jour moy. :: 360° : 360° 59′ 8″ 333.

On trouve ainsi que 3′ 56″,555 de temps sidéral ou l'intervalle que met une étoile à décrire l'arc de 59′ 8″ 333, correspond à 3′ 55″,9094 de temps moyen, on a donc par conséquent :

Jour moyen = 24^h 3′ 56″,555 (temps sidéral).

Jour sidéral = 24^h 3′ 55″,9094 (temps moyen).

Une pendule réglée sur le temps moyen ne doit jamais se trouver deux jours de suite parfaitement d'accord avec le soleil, l'avance ou le retard de l'astre sur la pendule, est ce qu'on nomme l'*équation du temps*, elle peut aller jusqu'à 16′ 17″: nous donnerons dans la suite le moyen de la calculer. Cette différence est nulle quatre fois par an, aux époques où le soleil vrai coïncide avec le soleil moyen; la pendule marque alors midi à l'instant où le soleil vrai passe au méridien.

Nous avons trouvé :

Année sidé.	365_j, 25637 4417
trop.	365, 24222 0130
anom.	365, 25970 0050

Ces durées sont exprimées en jours moyens solaires, en jours sidéraux l'année sidérale serait de 366^j, 25660, l'année tropique de 366_j, 24242 et l'année anomalistique de 366^j, 26009.

41. Nous avons vu que les inégalités de la durée des saisons tenaient à la position du périgée solaire, et que par conséquent les déplacements de ce point devaient influer sur leur répartition : ainsi donc les variations des deux éléments qui fixent la position du grand axe et celle de l'intersection avec l'équateur de l'orbite solaire, peuvent changer insensiblement la durée des saisons ou la longueur de l'année, sans toutefois jamais causer de graves altérations dans la disposition du système solaire,

mais il n'en est pas de même de la variation des autres éléments, qui pourraient à la longue bouleverser entièrement sa constitution actuelle.

En effet, l'obliquité de l'écliptique diminuant d'une demi-seconde environ par an, la zône qui renferme les mouvements du soleil se resserre de plus en plus; il était donc intéressant de savoir s'il arriverait un temps où le mouvement du soleil s'effectuerait tout entier dans le plan de l'équateur, car alors il n'y aurait plus sur la terre de différence entre les saisons, la chaleur y serait toujours tempérée, la durée du jour constante et égale à celle de la nuit; enfin nous jouirions d'un printemps perpétuel. De même l'excentricité de l'orbe solaire diminuant de plus en plus, on pouvait se demander si cette diminution aurait des limites, et s'il arriverait une époque où l'ellipse solaire se changerait en un cercle; le mouvement du soleil serait alors devenu uniforme, sa distance à la terre constamment la même, et les quatre saisons auraient eu une égale durée. L'observation ne pouvait rien décider sur de pareilles questions, qui ne sauraient être résolues de cette manière, que lorsqu'un grand nombre de siècles auront suffisamment développé les phénomènes; mais la théorie, devançant la marche lente du temps, a montré que les variations de l'obliquité de l'écliptique, ainsi que celles de l'excentricité, sont périodiques, c'est-à-dire qu'après avoir été en diminuant jusqu'à un certain terme, elles iront ensuite en augmentant pendant un grand nombre de siècles, et les limites de ces oscillations, pour l'obliquité de l'écliptique, sont au plus de *quatre* à *cinq* degrés. D'où l'on peut conclure qu'il n'y aura jamais de changements bien considérables

dans les phénomènes produits par l'action du soleil sur notre globe.

42. En récapitulant les différents résultats que nous venons d'obtenir et qui forment les principaux points de la théorie du soleil, nous voyons : 1° *Que le soleil, par l'effet de son mouvement propre dirigé d'Occident en Orient ; parcourt annuellement une zône du ciel, qui s'étend des deux côtés de l'équateur depuis zéro jusqu'à* 23° 27′ 55″; *la largeur de cette zône n'est pas toujours la même, et la diminution séculaire est de* 46″; 2° *Que la courbe que décrit le soleil, est une ellipse dont le centre de la terre occupe un des foyers*; 3° *Que dans son mouvement sur cette courbe, les surfaces tracées par son rayon vecteur, sont proportionnelles aux temps employés à les décrire.*

L'inclinaison de l'orbite solaire à l'équateur ou l'obliquité de l'écliptique est variable, mais cette variation est périodique et alternative. Les points d'intersection de ces deux plans ou les *équinoxes* ont un mouvement rétrograde, c'est-à-dire dirigé en sens contraire du mouvement diurne qui leur fait décrire un arc de 50″,22351 par an, et le tour entier du ciel, en 25,868 ans. Enfin comme nous l'avons dit déjà, l'observation des étoiles semble indiquer dans le soleil, outre son mouvement annuel, un mouvement très-lent par lequel il s'approche insensiblement de la constellation d'Hercule. Mais quelles sont les lois de ce mouvement et la nature de la courbe parcourue ? C'est ce qu'une série d'observations exactes continuées pendant un grand nombre de siècles pourra peut-être un jour apprendre à nos descendants.

Les éléments de l'ellipse solaire étaient au 1er janvier 1800, à minuit :

Demi-grand axe ou distance moyenne à la terre	1,0000000
Excentricité	0,016783984
Longitude du périgée	279° 30′ 8″, 39
Longitude moyenne du soleil	280° 23′ 13″, 525.
Durée d'une révolution sidérale	365 j,256374417

L'excentricité et le périgée sont variables; la variation séculaire de l'excentricité est de—0,0004163 et la variation du périgée de 61″, 5171.

Lorsque l'on connaît avec précision les éléments de l'orbite solaire et le lieu de cet astre à une époque donnée, il est aisé de déterminer, d'après les lois de son mouvement, la position qu'il doit occuper à toutes les époques qui ont précédé ou suivi celle qui sert de point de départ. La suite des valeurs qu'on obtient ainsi pour l'expression du rayon vecteur et de la longitude, disposées de manière à en rendre la recherche facile lorsque le temps est donné, forme ce qu'on appelle *les tables du soleil*. Les variations des éléments de son orbite rendraient fautives, au bout d'un certain temps, les tables construites pour une époque donnée, mais afin d'éviter cet inconvénient, on a joint aux tables, les corrections que la variation des éléments doit introduire dans les expressions du rayon vecteur et de la longitude, en sorte qu'elles peuvent servir ainsi pendant un grand nombre de siècles, avant et après l'époque pour laquelle elles ont été calculées. Cependant, malgré ces précautions, le mouvement elliptique du soleil ne représente pas encore

avec une exactitude rigoureuse son mouvement réel, et la précision des observations modernes y a fait découvrir de légères inégalités que l'on a nommées *perturbations*, et qui, introduites dans les tables, donnent les corrections que l'on doit faire subir aux lieux du soleil calculés dans l'ellipse, pour avoir sa position véritable. Ces perturbations sont trop petites et en général trop compliquées pour qu'on en ait pu déterminer les lois par la seule observation; il a fallu, pour les découvrir, recourir à la théorie, et elle a montré qu'elles proviennent de la même cause qui fait varier de siècle en siècle par degrés insensibles les éléments du mouvement elliptique. Nous exposerons ces résultats de l'application de l'analyse mathématique à la théorie du soleil, lorsqu'après avoir étudié dans leur ensemble les lois des mouvements célestes nous remonterons aux causes qui les produisent.

43. Les observations des demi-diamètres d'un astre font connaître les variations de ses distances à la terre, mais il faut des observations d'un genre particulier pour déterminer sa distance absolue. La plus simple des méthodes imaginées par les astronomes pour y parvenir, est de calculer la distance des astres comme on mesure sur la terre celle d'un objet inaccessible, c'est-à-dire en l'observant de deux points différents placés aux extrémités d'une base dont l'étendue est connue. Pour appliquer ce procédé au soleil, supposons deux observateurs placés sous le même méridien, et séparés par la plus grande distance que puissent leur offrir les parties habitées du globe. S'ils mesurent le même jour la distance du centre du soleil au pôle boréal, à l'instant de son passage au méridien, la différence de ces deux distances sera

l'angle sous lequel on verrait du centre du soleil l'intervalle qui sépare les deux observateurs. En effet, soient (*fig.* 37) A et B les deux observateurs, S le soleil, et P le pôle boréal supposé à une assez grande distance de la terre pour que les droites AP et BP puissent être regardées comme parallèles, les angles PAS et PBS représenteront les distances méridiennes du soleil au pôle boréal dans chaque lieu d'observation, et l'on aura :

$$PAS = POS = PBS + ASB$$

et par conséquent :

$$ASB = PAS - PBS$$

On connaîtra donc l'angle ASB comme si on l'avait mesuré du centre du soleil; la différence des latitudes des deux observateurs donne d'ailleurs l'arc de méridien compris entre les lieux qu'ils occupent sur le globe, et l'on en déduit aisément la distance qui les sépare en parties du rayon terrestre; on peut donc en conclure l'angle sous lequel le demi-diamètre de la terre serait vu du soleil; cet angle est ce qu'on nomme, comme nous l'avons dit n° 27, la parallaxe de l'astre. Lorsqu'il est déterminé, il est aisé d'en conclure la distance du soleil. En effet, supposons (*fig.* 38) le centre du soleil en S, le centre de la terre en T, et que TP soit le rayon terrestre. L'angle S sera la parallaxe du soleil, et le triangle rectangle STP dans lequel on connaît l'angle S et le côté TP, sera entièrement déterminé; on pourra donc, par les formules de la trigonométrie, calculer ST en fonction de TP, ou le rapport de la distance du soleil au rayon de la terre. Mais l'angle S qui est insensible, comme nous l'avons dit, pour les étoiles, est encore trop

petit relativement au soleil, pour qu'on puisse le déterminer par ce moyen avec une précision suffisante, la méthode précédente n'est plus guère employée que pour la lune, et pour le soleil elle fait seulement connaître une limite au-dessous de laquelle la distance du soleil à la terre ne peut tomber. C'est en effet de cette manière qu'on a d'abord reconnu qu'il est au moins éloigné de 18000 rayons terrestres ou de 25,794,000 lieues, le rayon terrestre étant supposé de 1433 lieues de 25 au degré.

La distance du soleil à la terre étant pour les astronomes de la plus grande importance à connaître exactement, parce qu'elle sert de base à l'évaluation de toutes les autres distances célestes, ils ont dû chercher à perfectionner les procédés par lesquels ils l'ont déterminée à mesure que la science a fait de nouveaux progrès. Nous verrons que celui qu'on emploie aujourd'hui ne peut laisser qu'une incertitude de quelques dixièmes de seconde au plus, sur la mesure de la parallaxe horizontale du soleil, qui serait ainsi à fort peu près de 8″,6 (1), dans la distance moyenne à la terre, d'où l'on conclut que cette distance est de 23852 rayons terrestres, ou de 34,180,147 lieues.

La parallaxe du soleil fait connaître les dimensions de son orbite, il est facile d'en conclure encore le rapport de son volume à celui de la terre. En effet, il résulte de ce qui précède qu'un globe de même dimension que le globe terrestre étant transporté à la place du soleil, son diamètre serait vu sous un angle de 17″,2, mais l'angle sous lequel nous voyons le soleil dans ses moyennes di-

(1) Cette valeur résulte des derniers calculs de M. Encke.

stances est de 32′ à peu près ou 1920″, les diamètres des deux globes sont entre eux dans le rapport de ces nombres, le rayon du soleil est donc à très-peu près 110 fois celui de la terre. Le carré de ce nombre est le rapport des surfaces des deux corps et le cube celui de leurs volumes. D'où l'on conclut que le globe du soleil est de plus d'un million trois cent mille fois plus grand que le globe terrestre.

Constitution physique du soleil.

44. Les opinions sur la nature du soleil, et sur la manière dont ses rayons se transmettent jusqu'à nous, sont très-partagées. Les uns le regardent comme un corps incandescent, lumineux par lui-même, et lançant ses rayons enflammés dans toute l'immensité des cieux. C'est ce qu'on nomme le système de l'*émanation*. Les autres supposent les espaces célestes remplis d'une substance rare, éminemment élastique, qu'on appelle *éther*, et ils regardent le soleil comme une masse inerte entourée d'une vaste atmosphère, dont les mouvements vibratoires se transmettent à l'éther qui l'environne, et produisent sur l'œil le sentiment de la lumière et de la chaleur, comme les vibrations de l'air produisent sur l'oreille le phénomène du son. Ce système est celui des *ondulations*. Il a sur le système de l'émanation l'avantage de pouvoir expliquer comment le soleil, depuis l'origine des temps, nous transmet sans interruption des flots de lumière, sans que sa masse en soit diminuée d'une manière appréciable; mais les partisans de ce dernier système ont

observé, avec raison, qu'en admettant même une perte de volume considérable par l'effet de l'émanation, cette perte devait être absolument insensible. Ainsi, on a calculé qu'en supposant que la diminution qui en résulterait dans le diamètre du soleil, fût de deux pieds en vingt-quatre heures, il faudrait au moins 12,000 ans pour qu'il en résultât une diminution sensible dans son diamètre apparent. Il ne serait donc pas besoin, en admettant même le système de l'émission, de recourir à l'hypothèse de Buffon, qui croyait toutes les comètes destinées à se précipiter à la longue dans le soleil pour alimenter cet immense foyer et compenser ses pertes. Comme, au reste, les différents phénomènes relatifs à la lumière s'expliquent d'une manière également satisfaisante dans les deux systèmes, il serait assez difficile de se prononcer, et les astronomes étaient restés jusqu'ici dans l'indécision; mais M. Arago a proposé dernièrement à l'Académie une série d'expériences très-délicates, qui, si elles sont faites comme ce savant les sait exécuter, pourront probablement lever les doutes qui existent encore sur ce sujet. Quoi qu'il en soit, nous allons parcourir les divers phénomènes que présente l'observation du disque solaire, en attendant que le temps et les progrès de la science en aient dévoilé la véritable explication.

Lorsqu'on observe le soleil avec une lunette dans laquelle on a eu soin de placer des verres colorés pour diminuer la vivacité de ses rayons, on remarque souvent à la surface de cet astre des parties obscures que l'on a nommées *taches;* leur forme est irrégulière et changeante, en sorte que l'aspect du soleil varie continuellement; ces taches sont presque toujours entourées

de pénombres environnées elles-mêmes de parties plus lumineuses que le reste du disque. On a fait beaucoup d'hypothèses sur la nature de ces taches. Les uns ont prétendu que c'étaient des scories nageant à la surface de la matière solaire en fusion, et que la pénombre qui entoure ordinairement la tache provenait sans doute d'une partie éteinte; mais cette supposition ne suffisait pas pour expliquer pourquoi la partie de cette pénombre, située vers le centre du soleil, paraît toujours plus grande que celle qui est la plus voisine des bords. D'autres ont imaginé que les taches se trouvaient au fond d'une cavité, et qu'à cause de la forme sphérique du disque solaire, elles sont toujours vues plus obliquement à mesure qu'elles s'écartent du centre du soleil. Mais il est inutile de nous arrêter sur les explications plus ou moins ingénieuses d'un phénomène de peu d'importance en lui-même, et qui n'en pourrait acquérir que par l'influence qu'il exercerait sur la température de notre globe. Or, il nous suffira de remarquer, à cet égard, que les dimensions des taches sont tellement petites, relativement à celles du soleil, que la chaleur qu'il nous envoie en sera toujours moins diminuée qu'elle n'est susceptible de l'être par l'effet des circonstances accidentelles. C'est ainsi qu'on a observé qu'en 1823 l'été a été froid et humide, et le thermomètre ne s'est élevé qu'à 23°7 Réaumur, à Paris, quoiqu'il n'y eût aucune tache sur le soleil; tandis qu'en 1807, au contraire, l'été fut remarquable par ses grandes chaleurs, quoique des taches fort étendues couvrissent le disque solaire.

Les taches du soleil ont fait connaître un phénomène

bien remarquable, celui de la rotation de cet astre. En effet, on a observé que ces taches se déplacent, qu'il y en a même qui disparaissent pendant un certain temps; on a pu croire d'abord qu'elles étaient des corps qui circulaient autour du soleil; mais avec plus d'attention, on a reconnu qu'elles étaient adhérentes à sa surface. En effet, des corps qui tourneraient autour du soleil ne changeraient point de grandeur, tandis que des taches qui adhèrent à sa surface doivent nous paraître plus graudes ou plus petites, selon que nous les voyons de face ou obliquement : c'est ce qui arrive en effet. Il en faut donc conclure que le soleil a un mouvement de rotation sur son centre. L'observation suivie des taches, montre que ce mouvement s'exécute en vingt-cinq jours et demi environ; l'axe de rotation s'éloigne peu de la perpendiculaire à l'écliptique, l'inclinaison de l'équateur solaire sur l'écliptique étant de $7° \frac{1}{2}$ à peu près; les longitudes des nœuds de l'équateur solaire, ou des points où ce cercle coupe l'écliptique, sont de $80° 7'$ et $260° 7'$

Les taches n'occupent point toujours la même position sur le disque solaire, elles sont contenues autour de l'équateur dans une zone qui s'arrête à 30° des pôles de rotation, et l'on n'en observe aucune dans les régions qui avoisinent ces points. Leur nombre et leur étendue varient également : on en a vu dont la grandeur égalait quatre à cinq fois celle de la terre; quelquefois, mais rarement, elles disparaissent entièrement, et le soleil est net et sans tache pendant des années entières.

Les changements d'aspect continuels que présente le disque solaire par l'apparition ou la disparition des

taches, qui semblent comme des nuages qui passent sur sa surface, est ce qui a fait penser à quelques astronomes que cet astre n'était pas lumineux par lui-même, et qu'il le devenait seulement par son atmosphère. Mais si le soleil est enveloppé d'une atmosphère, sa lumière doit paraître plus intense vers le centre d'où les rayons nous viennent directement, que vers les bords d'où ils ne nous arrivent que brisés, de même que la lumière des astres que nous voyons s'élever sur notre horizon doit augmenter à mesure qu'elle traverse moins obliquement l'atmosphère terrestre. C'est, en effet, ce que Bouguer avait autrefois vérifié; mais son expérience, faite avant l'invention des lunettes achromatiques, a été renouvelée de nos jours avec des instruments plus parfaits par M. Arago, et elle a donné des résultats tout opposés. Cet habile observateur a montré que, contrairement à l'opinion de Bouguer, il n'y avait aucune différence appréciable entre les rayons émanés du centre et de la circonférence du disque solaire, et il en faudrait conclure par conséquent qu'il n'existe aucune atmosphère autour de cet astre.

Cependant, les opinions, comme nous l'avons dit, sont encore divisées à cet égard. Laplace regarde le soleil comme une énorme masse de matière embrasée, qui éprouve d'immenses éruptions dont les volcans terrestres peuvent à peine nous donner une idée. Dans ce système, les taches sont de vastes cavités d'où sortent quelquefois des torrents de lave et de fumée. W. Herschel au contraire, persiste à regarder le soleil comme un corps solide incandescent, entouré d'une vaste atmosphère où flottent des nuages lumineux qui, par leurs agitations continuelles, produisent les variétés d'aspect que sa sur-

face nous présente. Ces nuages en se condensant forment les *facules* ou espaces d'une lumière plus brillante que le reste du disque, que l'on aperçoit quelquefois à la surface du soleil. D'autres fois, en s'écartant, ils laissent voir le noyau opaque de cet astre, ou les montagnes dont il est hérissé. Des expériences délicates sur les propriétés de la lumière, faites dans ces derniers temps à l'Observatoire de Paris, tendraient à confirmer les idées d'Herschel à cet égard. En effet, on avait remarqué que la lumière émise sous des incidences obliques par un corps solide ou liquide incandescent, présente toujours une portion de lumière polarisée; tandis que celle émanée d'une substance gazeuse enflammée, sous une inclinaison quelconque, ne présente jamais aucune trace de polarisation. Or la lumière solaire, d'après les expériences citées plus haut, se comporte absolument comme celle d'un gaz incandescent; elle ne présente aucune trace de polarisation, lors même qu'on examine celle émise par les bords du disque, par conséquent sous un angle extrêmement aigu, ce qui paraît démontrer qu'elle provient d'une atmosphère.

On a été plus loin, on a supposé que l'atmosphère qui enveloppe le soleil et qui, dans cette hypothèse, sépare les nuages qui répandent la lumière sur tout l'univers, de son noyau solide, pouvait être assez épaisse pour en diminuer la chaleur et l'éclat, au point de rendre la surface de l'astre elle-même habitable.

45. L'observation du soleil nous présente encore un phénomène remarquable, c'est l'espèce d'auréole lumineuse dont il semble quelquefois accompagné, surtout vers l'équinoxe du printemps, et que l'on a nommée *lumière zodiacale*, parce qu'elle est toujours renfer-

mée dans la zone céleste qui forme le zodiaque. On l'observe ordinairement quelques instants avant le lever ou après le coucher du soleil, et à l'endroit même où il a percé l'horizon. La couleur en est blanchâtre comme celle de la voie lactée, et sa forme est celle d'une lentille très-aplatie, dont les pointes s'étendent au loin dans le ciel, et qui est divisée dans le sens de son épaisseur par le plan de l'équateur sur lequel elle s'appuie. Le fluide qui nous renvoie cette lumière est sans doute très-rare, car on aperçoit les étoiles à travers. On a fait beaucoup d'hypothèses pour expliquer la nature et la cause de ce phénomène. On avait pensé d'abord que la lumière zodiacale formait la partie la plus condensée de l'atmosphère du soleil, mais Laplace a justement observé que si cette atmosphère existait en effet réellement, elle ne s'étendrait pas à une distance qui peut atteindre jusqu'à l'orbe de Vénus. Lorsque le phénomène de la lumière zodiacale a lieu vers l'équinoxe du printemps, elle se montre principalement après le coucher du soleil, et le fuseau lumineux, placé obliquement, se trouve dirigé vers la constellation du Taureau. A l'équinoxe d'automne au contraire, la lumière zodiacale, quand elle se montre, se fait remarquer surtout avant le lever de l'astre. On a cru observer encore que l'apparition de cette lumière avait une liaison marquée avec les taches du soleil et qu'elle s'augmentait ou s'affaiblissait selon que ces taches étaient plus ou moins nombreuses. Au reste, quelle que soit la cause encore ignorée du phénomène, il paraît que la lumière zodiacale n'abandonne jamais le disque solaire, et que l'inclinaison plus ou moins grande dans les différentes saisons de l'année, de l'équateur solaire, dans lequel cette lumière est di-

rigée, sur le plan de notre horizon, est la seule cause qui nous la fait paraître plus ou moins visible suivant l'obliquité du plan dans lequel nous l'apercevons. L'époque la plus favorable pour observer ce phénomène est celle de l'équinoxe du printemps vers le mois de février ou de mars, parce qu'alors l'équateur solaire et la lumière zodiacale qu'il renferme, sont presque perpendiculaires à l'horizon ; mais dans les autres saisons le plan de l'équateur solaire faisant un angle plus ou moins grand avec l'horizon, la lumière zodiacale disparaît en même temps que le soleil, ou du moins elle est fort affaiblie par les vapeurs qui s'élèvent de la surface de la terre.

CHAPITRE V.

DE LA LUNE.

Première observation des mouvements lunaires. — Inclinaison de son orbite à l'écliptique. — Accélération séculaire de son mouvement moyen. — Mouvement elliptique et détermination des éléments de l'ellipse lunaire. — Révolutions tropique, sidérale, synodique, anomalistique, draconique. — Parallaxe de la lune. — Ses phases. — Cycle de Méton, ou nombre d'or. — Eclipses de lune. — Eclipses de soleil. — Lumière cendrée. — Taches. — Montagnes. — Aérolithes. — Influence supposée de la lune sur les changements du temps et sur l'organisation animale et végétale.

46. De tous les astres, celui qui nous intéresse le plus immédiatement après le soleil, c'est sans contredit la lune ; elle remplace sa lumière pendant la nuit, lorsque, placé sous l'horizon, il disparaît à nos yeux ; c'est elle qui règle les mois comme le soleil règle l'année ; la lune sert de guide aux navigateurs, et leur fournit un moyen certain de reconnaître à chaque instant le lieu qu'ils occupent sur l'immense étendue des mers ; enfin, son influence, jointe à celle du soleil, produit chaque jour

l'étonnant phénomène du flux et du reflux de l'Océan. Nous suivrons pour la lune la même marche que pour le soleil; nous étudierons d'abord avec soin toutes les circonstances de son mouvement apparent; nous chercherons ensuite à y découvrir les lois de son mouvement vrai, et nous nous occuperons enfin des phénomènes qui tiennent plus spécialemnt à sa nature intime et à sa constitution physique.

Nous avons vu qu'une étoile qui se couche en même temps que le soleil à une certaine époque, le devance progressivement les jours suivants, en sorte que cet astre paraît s'écarter de plus en plus de l'étoile en sens inverse du mouvement diurne, et qu'ils ne se rejoignent qu'après une année accomplie.

Le même phénomène a lieu pour la lune, mais les retards journaliers de son coucher sur celui des étoiles sont beaucoup plus considérables; ils n'étaient que de 4′ par jour pour le soleil, ils sont de plus de *trois quarts* d'heure pour la lune. L'arc décrit en un jour par le soleil pour s'éloigner d'une étoile qui a passé en même temps que lui au méridien, ne s'élevait pas à un degré; celui que décrit la lune dans ce même intervalle est de 13° 10′ 35″ dans sa valeur moyenne. La lune a donc, comme le soleil, un mouvement propre, dirigé d'Occident en Orient; mais ce mouvement est beaucoup plus rapide, et elle revient au bout de *vingt-sept* jours environ au même point du ciel, après en avoir fait le tour entier dans cet intervalle.

Si pendant cette révolution on observe chaque jour la lune avec un quart de cercle ou une lunette méridienne, et qu'on tienne note de sa déclinaison et de l'instant de

son passage au méridien, on pourra, d'après le tableau de ses déclinaisons, tracer sur un globe les différents parallèles sur lesquels la lune se trouvait à midi le jour de chaque observation. On remarquera que les déclinaisons sont tantôt australes et tantôt boréales; la lune est pendant treize jours au sud de l'équateur, et pendant treize jours au nord; nous avions fait une observation analogue relativement au soleil, mais cet astre était pendant six mois au-dessus, et pendant six mois au-dessous du même plan. En comparant ensuite l'instant du passage de la lune au méridien avec celui d'une étoile dont l'ascension droite est connue, on en conclura le cercle de déclinaison qui devait la contenir à la même époque; et en joignant entre eux les points d'intersection de ces cercles et des parallèles qui leur correspondent, on tracera sur le globe la courbe que la lune a paru décrire dans le ciel; cette courbe est un grand cercle de la sphère, et le plan qui le renferme est incliné de 28° à peu près sur celui de l'équateur.

Les points d'intersection de ce grand cercle et de l'équateur ne peuvent se déterminer, à moins de circonstances très-rares, par l'observation directe; mais comme la lune se meut à peu près uniformément dans un petit nombre de jours, on observe sa déclinaison méridienne le jour qui a précédé et le jour qui a suivi son passage par l'équateur, et par une proportion on détermine l'instant précis de ce passage; on en conclut ensuite la position de la droite, suivant laquelle l'orbe lunaire coupe l'équateur, comme on a fixé celle de la ligne des équinoxes. Cette droite n'est pas fixe; les observations montrent qu'elle se déplace comme la

ligne des équinoxes ; mais ses variations sont beaucoup plus rapides ; les points où la lune traverse l'équateur font en moins de *dix-neuf années* le tour du ciel, tandis que les équinoxes emploient plus de vingt-quatre mille ans à faire cette révolution. Ainsi donc tous les phénomènes que nous avons observés dans la théorie du soleil, se reproduisent de nouveau dans celle de la lune, mais les mouvements s'exécutent alors avec une rapidité infiniment plus grande.

Nous avons dit que la lune revient au bout de vingt-sept jours au même point du ciel ; c'est donc la durée de sa révolution sidérale ; mais cette durée n'est pas constante, et la comparaisondes observations anciennes aux modernes montre que le temps qu'emploie la lune à faire le tour du ciel a toujours été en diminuant depuis les plus anciens astronomes jusqu'à nos jours, en sorte que son mouvement a continuellement paru s'accélérer de *dix secondes* environ par siècle. Lorsque nous nous occuperons des causes qui produisent les mouvements célestes, nous essaierons de faire comprendre l'explication théorique de cette accélération, qui constitue l'un des phénomènes les plus remarquables du système du monde.

47. Les observations faites à la lunette méridienne, nous font connaître jour par jour le mouvement angulaire de la lune pendant la durée d'une de ses révolutions sidérales, c'est-à-dire pendant le temps qu'elle emploie à revenir aux mêmes étoiles, mais pour reconnaître la nature de l'orbite qu'elle décrit, il faut avoir encore les variations correspondantes de ses distances à la terre, qu'on ne peut obtenir qu'au moyen des observations micrométriques. Nous opérerons ici pour la lune comme

nous l'avons fait pour le soleil. Autour du point T (*fig.* 39) qui représentera la terre, formons une suite d'angles de grandeurs inégales LTL', L'TL'', etc., qui représenteront le mouvement angulaire diurne de la lune, dans le plan du grand cercle qu'elle paraît décrire sur la sphère céleste; nous prendrons, pour représenter la plus courte distance de la lune à la terre, une longueur quelconque choisie arbitrairement TL, et les observations micrométriques feront connaître les rapports des autres distances à celle-ci; nous aurons donc pour chaque jour d'observation la longueur des rayons vecteurs TL, TL', TL'', etc. et leur direction, et la courbe qui passera par leurs extrémités, représentera l'orbite que la lune a décrite dans sa révolution. On reconnaît ainsi que cette courbe est comme l'orbe solaire, une ellipse dont la terre occupe un des foyers. La loi du mouvement sur cette courbe est pour la lune la même que pour le soleil; l'arc qu'elle décrit journellement, multiplié par le carré du rayon vecteur correspondant, forme un produit constant dans tous les points de l'orbite, d'où l'on conclut que *les secteurs tracés par les rayons vecteurs de l'ellipse lunaire, sont proportionnels aux temps employés à les décrire.*

Déterminons les éléments de cette ellipse. L'observation des demi-diamètres fournit un moyen très-simple de fixer à la fois l'excentricité, et les lieux du *périgée* et de l'*apogée*, c'est-à-dire des deux points de l'orbite où la lune se trouve dans sa plus grande et sa plus petite distance à la terre. En effet, les variations des diamètres apparents étant en raison inverse des rayons vecteurs dans l'orbite, n° 35, si l'on nomme D le diamètre moyen, et e l'ex-

centricité, on aura pour le diamètre périgée $D' = \frac{D}{1-e}$, et pour le diamètre apogée $D'' = \frac{D}{1+e}$ d'où l'on tire $\frac{1+e}{1-e} = \frac{D'}{D''}$ et par suite:

$$e = \frac{D' - D''}{D' + D''}$$

Les observations indiquent que les variations du diamètre apparent de la lune, sont comprises entre 33′ 30″ et 29′ 30″; on a donc $D' = 33' 30''$ et $D'' = 29' 30''$, ce qui donne $D' - D'' = 4'$; $D' + D'' = 63'$ d'où l'on conclut:

$$e = \tfrac{4}{63} = 0{,}0635$$

Cette excentricité est beaucoup plus forte que celle du soleil qui n'était que de 0,0168; l'orbe de la lune s'écarte donc beaucoup plus de la forme circulaire que celui du soleil, et son mouvement doit être par conséquent soumis à des inégalités beaucoup plus considérables.

Les rayons vecteurs correspondants à la même distance angulaire du périgée et de l'apogée sont égaux, on peut donc déterminer le lieu de ces deux points en prenant le milieu entre les positions de la lune observées à deux époques différentes dans lesquelles les diamètres apparents étaient les mêmes. On peut encore les déterminer en prenant pour le périgée le point où le diamètre apparent était à son *minimum*, et pour l'apogée le point où il a atteint sa plus grande valeur.

Mais les variations des diamètres apparents sont si peu considérables, que les observations micrométriques laisseraient toujours quelque incertitude à cet égard; les

variations du mouvement angulaire étant beaucoup plus sensibles que celles des diamètres apparents, on les emploie de préférence pour déterminer avec plus d'exactitude la position du périgée et de l'apogée.

En effet, d'après la loi de la proportionnalité des aires et des temps, on voit que les mouvements doivent s'accélérer quand les distances diminuent, et réciproquement se ralentir à mesure qu'elles augmentent. Ainsi, lorsque le diamètre apparent de la lune est à son *minimum*, elle est dans sa plus grande distance à la terre ou dans son *apogée*, et son mouvement est alors le plus lent possible; au contraire, lorsque le diamètre apparent est à son *maximum*, elle est à sa plus courte distance de la terre, ou dans son *périgée*, et c'est alors que le mouvement diurne est le plus rapide. En observant donc les époques où la lune semble se mouvoir le plus rapidement ou le plus lentement, on pourra déterminer très-aisément l'instant où elle s'est trouvée dans son périgée ou dans son apogée.

En répétant cette opération à différentes époques, on s'aperçoit bientôt que ces deux points ne sont pas fixes; ils se déplacent comme le périgée et l'apogée du soleil; mais tandis que les variations de l'orbite solaire sont extrêmement lentes, le mouvement du périgée et de l'apogée de la lune est au contraire très-rapide, et ils font le tour du ciel dans un intervalle de *neuf années* environ. Ce mouvement est direct, c'est-à-dire dirigé dans le même sens que le mouvement propre du soleil, ou d'Occident en Orient, mais il n'est point rigoureusement uniforme; la durée d'une révolution tropique du périgée lunaire était en 1801 de 3231 j. 475; sa vitesse se ralentit

dans ce siècle, tandis que le moyen mouvement de la lune s'accélère.

Ce qui précède suffit pour montrer comment on peut, par le seul secours des observations, se former une première idée des éléments de l'ellipse lunaire, nous donnerons dans la suite le moyen d'arriver à une connaissance plus exacte de ces éléments.

48. Nous avons rapporté jusqu'ici les mouvements de la lune au plan de l'équateur; nous allons les rapporter maintenant à l'écliptique, pour voir s'ils ne nous offriront pas plus de régularité relativement à ce second plan qu'au premier. Nous avons vu qu'au lieu d'observer directement, au moyen d'instruments dirigés dans le plan de l'écliptique, les astronomes modernes préfèrent réduire à ce plan les observations relatives à l'équateur, c'est-à-dire convertir, au moyen des formules de la trigonométrie, les ascensions droites et les déclinaisons en longitudes et en latitudes, ce qui peut se faire par un calcul très-simple.

Ainsi soit $\gamma P ♎$ (*fig.* 40) l'équateur et $\gamma G ♎$ l'écliptique, du point quelconque L pris sur la sphère céleste, abaissons les arcs de grand cercle LP et LG; LP et $P\gamma$ représenteront la déclinaison et l'ascension droite du point L, LG et $G\gamma$ sa latitude et sa longitude. Joignons les points γ et L par un arc de grand cercle. Dans le triangle $P\gamma L$ rectangle en P, les côtés $P\gamma$ et PL sont connus, puisque l'ascension droite et la déclinaison sont données par l'observation; on peut donc calculer l'angle $P\gamma L$ et le troisième côté γL; or $P\gamma L = P\gamma G + G\gamma L$, l'angle $P\gamma L$ est donné, puisque c'est l'inclinaison de l'équateur à l'ecliptique pour l'instant de l'observation : on aura donc

l'angle $G\gamma L$ par l'équation précédente; dans le triangle rectangle $LG\gamma$ on connaîtra par conséquent l'angle γ et l'hypothénuse γL et l'on pourra calculer les trois autres parties et obtenir aisément la latitude LG et la longitude γG.

En convertissant ainsi les ascensions droites et les déclinaisons de la lune en longitudes et en latitudes, et en suivant son cours pendant plusieurs révolutions séparées par de longs intervalles, on trouve que ses plus grandes latitudes, abstraction faite de quelques inégalités alternatives, sont constamment égales entre elles, d'où l'on conclut que l'inclinaison moyenne de l'orbe lunaire à l'écliptique est toujours la même dans tous les temps. Les deux points diamétralement opposés où cette orbite coupe l'écliptique, se nomment *les nœuds de la lune*. Pour déterminer à la fois ces points, et l'inclinaison des deux plans, remarquons qu'à l'instant où elle a traversé l'écliptique, la latitude de la lune était nulle, en choisissant donc les deux observations les plus voisines de ce passage de manière qu'il soit compris entre elles, on pourra par les règles de la trigonométrie sphérique, en conclure aisément la position de l'orbe lunaire par rapport à l'écliptique. Soit L et V (*fig.* 41), les deux lieux de la lune AL et VB ses deux latitudes, calculées d'après les ascensions droites et les déclinaisons observées, AB le mouvement en longitude dans l'intervalle, dans les deux triangles ACL et BCV on aura à très-peu près :

$$AL : BV :: AC : BC$$

ou bien :

$$AL + BV : AL - BV : : AC + BC : AC - BC$$

Les trois premiers termes de cette proportion sont donnés, on en conclura donc AC — BC et l'on aura ensuite :

$$AC = \tfrac{1}{2}(AC + BC) + \tfrac{1}{2}(AC - BC)$$
$$BC = \tfrac{1}{2}(AC + BC) - \tfrac{1}{2}(AC - BC).$$

En ajoutant le premier arc à la longitude du point A, ou en retranchant le second de la longitude du point B, on aura la longitude du point C où la lune coupe l'écliptique.

Dans le triangle rectangle ACL, on connaîtra les deux côtés AC et AL, on pourra donc calculer l'angle C. Le triangle BCV fournira un second moyen de le déterminer, et l'on prendra pour sa valeur la moyenne entre les deux quantités ainsi obtenues. On a trouvé de cette manière, que la longitude du nœud de l'orbe lunaire sur l'écliptique était de 13° 53′ 22″, le 1er janvier 1801, à minuit; mais en répétant pendant plusieurs mois de suite les mêmes observations, on a reconnu que ce point varie avec rapidité; il a un mouvement rétrograde de 1° 26′ à peu près par mois, ou de 19° 19′ 43″ par an, en sorte que les nœuds de l'orbe lunaire font le tour du ciel, d'un mouvement dirigé en sens contraire du mouvement propre du soleil, en 6798 jours, ou 18 ans et 6 mois à peu près. Il suit de là que lorsque la ligne des nœuds et le soléil se sont rencontrés dans un lieu du ciel, ils doivent se retrouver de nouveau avant que le soleil ne revienne au même lieu, c'est-à-dire avant une année révolue, puisque les nœuds de l'orbe lunaire semblent aller sur l'écliptique au devant du soleil. La nouvelle rencontre se fait après 346 j. 619851, c'est le temps de ce qu'on nomme la *révolution synodique du nœud*.

L'inclination de l'orbe lunaire à l'écliptique est par un milieu de 5°8′47″,9, mais elle est sujette comme les autres éléments de l'orbite, à quelques inégalités périodiques et peut varier selon les circonstances de 5° à 5°17′.

49. Le soleil nous a présenté trois espèces de révolutions différentes : la révolution tropique qui ramène le soleil à la même longitude comptée de l'équinoxe mobile, et dont la durée forme l'année tropique ; la révolution sidérale qui ramène le soleil au même point du ciel ou à la même étoile, et dont la durée constitue l'année sidérale ; enfin, la révolution anomalistique qui ramène le soleil au même point de son orbite. Le mouvement de la lune doit produire de même plusieurs genres de révolutions différentes, selon les points auxquels on le rapporte, ou des mois lunaires de diverses durées. Ainsi, la lune a comme le soleil une *révolution tropique* qui la remène à la même longitude comptée de l'équinoxe mobile, et une *révolution sidérale* qui la ramène à la même longitude comptée d'un équinoxe fixe, ou à la même étoile. On appelle *conjonction* ou *opposition* les deux situations dans lesquelles se trouve la lune par rapport au soleil, lorsque sa longitude, vue de la terre, est la même que celle de cet astre, ou qu'elle en diffère de 180°. On nomme *révolution synodique* l'intervalle qui ramène la lune en conjonction avec le soleil ; *révolution anomalistique*, celle qui la ramène au même point de son orbite ; enfin *révolution draconique*, l'intervalle qui la ramène au même nœud.

Le mouvement lunaire étant dirigé dans le même sens que le mouvement apparent du soleil, lorsque la lune a

accomplir une révolution sidérale, il lui faut décrire encore l'arc dont le soleil s'est avancé dans cet intervalle de l'Occident à l'Orient pour se retrouver en conjonction avec lui ; la durée de la révolution synodique doit donc être plus longue que la durée de la révolution sidérale. De même le périgée lunaire ayant un mouvement direct d'Occident en Orient, le temps qui s'écoule entre deux passages successifs de la lune au périgée doit être plus long que celui qui ramène la lune au même point du ciel : la révolution anomalistique est donc encore plus longue que la révolution sidérale. Au contraire, la ligne des nœuds de l'orbe lunaire ayant un mouvement rétrograde, ou dirigé d'Orient en Occident, la durée de la révolution draconique doit être plus courte que celle de la révolution sidérale. Ainsi, la révolution synodique, ou le temps que la lune emploie à revenir au soleil, est la plus longue, et la révolution draconique, ou le temps qu'elle met à revenir au même nœud, la plus courte des cinq différentes révolutions lunaires.

Lorsque la durée d'une de ces révolutions est connue, on en déduit aisément toutes les autres. La plus facile à déterminer est celle de la révolution tropique, puisqu'on peut la conclure de deux positions de la lune observées à un long intervalle. En effet, l'observation ou le calcul donnera l'arc compris entre les deux positions de la lune ; en divisant cet arc, qui peut se composer de plusieurs circonférences, par le nombre de jours écoulés entre les deux observations, on aura l'arc m que décrit la lune en un jour; cet arc, multiplié par la durée du mois

tropique de la lune, doit être égal à 360° ; on aura donc :

$$\text{Mois tropique} = \frac{360°}{m}.$$

Par des observations très-exactes faites à un intervalle de cent années, on a trouvé le mouvement moyen de la lune, abstraction faite de ses inégalités, égal à 13°10′ 35″; en supposant donc $m = 13° \, 10' \, 35''$, on aura :

$$\text{Révol. trop.} \frac{1296000}{47435} = 27 \text{ j. } 3215824$$

$$27 \text{ j. } 7 \text{ h. } 43' \, 4'',7.$$

Soit n le moyen mouvement diurne du soleil, m-n sera l'arc du mouvement relatif de la lune par rapport au soleil dans un jour, ou l'angle dont elle s'écarterait dans cet intervalle du même astre supposé fixe ; la lune a accompli une révolution synodique quand cet angle a augmenté de 360°, on a donc :

$$\text{Mois synod.} = \frac{360°}{m\text{-}n}.$$

L'observation du mouvement du soleil donne n=59′ 8″, et par conséquent m-n = 12° 11′ 27″ ; d'où l'on conclut :

$$\text{Révol. synod.} = \frac{1296000}{43887} = 29 \text{ j. } 5305885$$

$$29 \text{ j. } 12 \text{ h. } 44' \, 2'',8.$$

Pour avoir la révolution sidérale, nommons p le mouvement de précession du point équinoxial par jour; m-p sera donc l'arc du mouvement diurne de la lune, par rapport à l'équinoxe supposé fixe, et l'on aura la proportion :

$$m\text{-}p : m :: \text{rév. trop.} : \text{rév. sid.} = \text{révol. trop.} \left(\frac{m}{m\text{-}p}\right)$$

Ou révol. sid. = révol. trop. $\left(1+\frac{p}{m}\right)$ à très-peu près. La précession en 100 années juliennes, ou en 36525 jours, étant supposée de 5022'',35, on trouve p=0'',1375045 d'où l'on conclut :

Révol. sid. = révol. trop. + 0,0000791 = 27 j. 3216615
27 j. 7 h 43' 11'',6

La révolution anomalistique s'obtiendra par un procédé semblable, en effet nommons q le mouvement du périgée par jour, m-q sera le mouvement diurne de la lune par rapport au périgée supposé fixe, et l'on aura la proportion :

$m : m\text{-}q ::$ rév. trop. : rév. anomalistique = rév. trop. $\left(\frac{m}{m\text{-}q}\right)$

Le moyen mouvement diurne de la lune est de 13° 10' 35'', celui du périgée est de 6' 41'' ce qui donne : m-q = 13° 10' 35'' — 6' 41'' = 13° 3' 54'', au moyen de ces valeurs on trouve :

Révol. anomalistique = 27 j, 554599
27 j. 13 h. 18' 37''.

On trouvera de même en observant que le mouvement diurne du nœud est de 3' 10'', 64 et qu'il est rétrograde,

Révol. par rapport au nœud = 27 j, 212222
27 j. 5 h. 5' 36''.

Ainsi la lune reviendrait au périgée au bout de 27 j. 13 h. 18' 37'' et à son nœud au bout de 27 j. 5 h. 5' 36'',

si elle n'avait point d'inégalités qui troublent son mouvement moyen.

La révolution synodique forme le *mois lunaire ;* en comparant sa longueur à celle de l'année tropique, on voit que celle-ci contient douze mois lunaires et 10j,87 ; la durée de sa révolution tropique étant de 27j, 32158, la lune dans l'intervalle d'une année tropique décrit treize circonférences et un tiers à peu près, son mouvement est donc treize fois plus rapide que celui du soleil; nous avons trouvé le mouvement relatif de ces deux astres de 12° 11′ 27″ par jour ; cet arc converti en temps à raison de la circonférence entière pour vingt-quatre heures, donne 48′ 46″ *pour le temps dont le passage de la lune au méridien retarde chaque jour sur celui du soleil.* Nous avons trouvé 13° 10′ 35″ pour l'arc dont la lune s'écarte chaque jour vers l'Orient d'une étoile qui se trouvait sur le même méridien à un instant donné ; cet arc converti en temps donne 52′ 42″ *pour le retard journalier du passage de la lune au méridien sur celui des étoiles.*

Si l'année tropique était composée d'un nombre exact de mois lunaires, la lune se trouverait continuellement dans une situation semblable relativement au soleil à la même époque de l'année, mais comme l'année tropique se compose de 12 mois lunaires et 11 jours à peu près, il en résulte que si la lune était en opposition ou en conjonction avec le soleil un certain jour de l'année, le même phénomene arrivera onze jours plus tôt l'année suivante, vingt-deux jours plus tôt la troisième année, et ainsi de suite; ces onze jours en s'accumulant produisent 209 jours au bout de 19 ans, ce qui correspond à 7 révolutions sy-

nodiques complètes, la lune se retrouve donc, après cet intervalle, en conjonction ou en opposition avec le soleil aux mêmes jours que dans la première année de la période.

50. Nous avons supposé dans ce qui précède les observations rapportées au centre de la terre; ce qui ne se peut faire qu'autant que la parallaxe de la lune ou sa distance à la terre est connue. Occupons-nous donc de déterminer cette distance, dont l'observation des demi-diamètres ne nous a encore indiqué que les variations. Nous avons dit que la méthode la plus simple que l'on pût employer pour déterminer la parallaxe des astres qui ne sont point situés à de trop grandes distances de la terre, est celle dont se servent les arpenteurs pour mesurer l'éloignement des objets terrestres en les observant de deux points différents. La proximité de la lune permet d'employer cette méthode avec confiance pour calculer sa parallaxe. Supposons donc deux observateurs placés sous le même méridien, en deux lieux différents; qu'ils mesurent chacun la distance au pôle du centre de la lune à l'instant de son passage au méridien; la différence des deux angles obtenus sera, n° 43, l'angle sous lequel un observateur placé au centre de la lune verrait la distance qui sépare les deux observateurs, mesurée sur la terre; cette distance est la différence des latitudes des lieux qu'ils occupent sur le globe; on pourra donc en conclure par une simple proportion l'angle sous lequel le quart du méridien terrestre serait vu du centre de la lune, et par conséquent la parallaxe de cet astre. Si les observations n'avaient point été faites simultanément, ou si les observateurs n'étaient point exactement placés sous le même méridien,

une correction légère dans les distances polaires du centre de la lune qu'ils ont observées, suffirait pour rétablir la coïncidence, et les opérations se continueraient comme si les observations avaient été faites au même instant et sous le même méridien. C'est de cette manière que la parallaxe de la lune a été déterminée par les observations simultanées de Lacaille au cap de Bonne-Espérance, et de Lalande à Berlin. Ils ont trouvé cette parallaxe de 53′ 48″ lorsque la lune est à sa plus grande distance de la terre, et de 61′24″ lorsqu'elle en est le plus rapprochée; d'où l'on a conclu la parallaxe moyenne de 57′36″; elle est aujourd'hui assez bien connue pour qu'on soit certain que la valeur précédente ne peut être en erreur que de quelques secondes au plus (1).

Nous avons vu que la parallaxe du soleil était de 8″,6 dans ses distances moyennes; les distances du soleil et de la lune à la terre sont entre elles dans le rapport inverse de leurs parallaxes, c'est-à-dire comme 3456″ est à 8″,6, ou comme 402 est à 1. *La lune est donc plus de 400 fois plus rapprochée de nous que le soleil;* la distance moyenne du soleil au centre de la terre est, comme nous l'avons vu, de 2352 rayons terrestres, celle de la lune au même centre sera donc de 5935 rayons terrestres, ou de 85054 lieues.

(1) Les astronomes supposent la parallaxe horizontale de la lune à l'équateur de 57′0″,9 dans sa distance moyenne de la terre ; c'est ce qu'on nomme *la constante de la parallaxe.* A toute autre latitude λ, la parallaxe horizontale est à très-peu près égale à la parallaxe horizontale à l'équateur multipliée par $(1 - \alpha \sin^2\lambda)$, en désignant par α une petite fraction qui exprime l'aplatissement du sphéroïde terrestre. La parallaxe horizontale est donc plus grande à l'équateur qu'en tout autre lieu du globe.

La parallaxe de la lune étant connue, elle nous donne le moyen de comparer son volume à celui de la terre. Il en résulte en effet que le rayon de la terre serait vu de la lune sous un angle de 57′ 36″; à la même distance le rayon de la lune nous paraît sous un angle de 15′ 43″; on a donc la proportion :

$$57' 36'' : 15' 43'' :: \text{ray. ter.} : \text{ray. lun.} = \frac{943}{3456} = 0{,}27293;$$

ainsi le rayon de la lune n'est que la 0,27293 partie *ou les $\frac{3}{11}$ à peu près de celui de la terre*. Les surfaces des deux astres sont comme le carré de ces nombres, et leur volume dans le rapport des cubes. La surface de la lune est ainsi les $\frac{9}{121}$ ou $\frac{1}{13}$ à peu près de celle de la terre, et son volume $\frac{1}{49}$ de celui de notre globe. Quant au rapport des masses, il dépend de celui des densités.

En comparant les résultats précédents à ceux que nous a offerts la théorie du soleil, on voit que si la lune et le soleil nous paraissent à peu près de même grosseur à la vue simple (1), cette apparence n'a rien de réel et tient seulement à la différence des distances qui nous en séparent.

(1) Le diamètre apparent de la lune varie de 29′ 21″,95 à 33′ 31″,07 ; le diamètre apparent du soleil varie de 31′ 31″,0 à 32′ 35″,6 : la lune doit donc nous paraître alternativement plus grande et plus petite que cet astre. L'angle sous lequel nous voyons la lune augmente ou diminue selon qu'elle se rapproche ou s'éloigne de nous; le diamètre apparent varie donc avec la distance à la terre, et par conséquent avec la parallaxe horizontale; ces deux éléments sont entre eux dans un rapport constant et sont liés par l'équation :

$$\text{Demi-diam. appar.} ☾ = \frac{3}{11} \text{ paral. horiz.}$$

qui sert à calculer la parallaxe quand le demi-diamètre est connu, et réciproquement.

Le soleil est près de 400 fois plus éloigné de la terre que la lune, son volume est 1,400,000 fois plus grand que celui de notre globe, qui lui-même est près de 50 fois plus considérable que celui de la lune. Le diamètre lunaire est d'environ 780 lieues, et sa moyenne distance à la terre ne surpasse guère 85 mille lieues, tandis que le soleil a 320 mille lieues de diamètre, et est éloigné de nous d'environ 34 millions de lieues. On peut se faire une idée de la grandeur respective de ces trois astres; en supposant que l'on fasse coïncider le centre du soleil et celui de la terre, la distance de la lune au centre de la terre étant de 60 fois environ le rayon terrestre, et le demi-diamètre du soleil de 112 fois ce même rayon, on voit que le soleil ainsi placé embrasserait la terre, l'orbe entier de la lune, et s'étendrait même presqu'une fois au delà.

51. Ainsi donc, en récapitulant les divers résultats que nous venons de déduire de l'observation, nous voyons : 1° *Que la lune décrit par rapport aux étoiles, dans l'espace de* $27^j,32160$, *une ellipse au foyer de laquelle se trouve le centre de la terre.*

2° *Qu'elle suit d'ailleurs, comme le soleil, dans son mouvement elliptique, la loi de la proportionnalité des secteurs décrits par les rayons vecteurs aux temps employés à les tracer.*

Voici quels étaient, au commencement de 1801, les éléments de cette ellipse :

Éléments de l'orbe lunaire au 1er janvier 1801.

Excentricité. 0,0548442

Longitude du périgée.	266° 10′ 7″
Longitude du nœud.	13 53 40′
Inclinaison à l'écliptique.	5 8 48
Demi-grand axe ou distance moyenne à la terre en rayons terrestres.	59, 35
Moyen mouvement diurne.	3° 10′ 35″

Tous ces éléments sont variables comme ceux de l'orbite solaire; mais leurs variations sont beaucoup plus considérables et plus rapides; le périgée a un mouvement direct de 40° 41′ 30″, 8 par an, le nœud un mouvement rétrograde, ou dirigé de l'Est à l'Ouest, de 19° 19′ 43″ dans le même intervalle.

On détermine la position de la lune sur son orbite, comme celle du soleil, c'est-à-dire en comparant son mouvement vrai à celui d'un astre fictif qui parcourrait dans le même intervalle de temps, cette orbite d'un mouvement uniforme, et en partant du périgée ou de l'apogée en même temps que la lune.

L'excentricité de l'orbe lunaire étant beaucoup plus grande que celle de l'orbe du soleil, l'*équation du centre*, c'est-à-dire la quantité variable qu'il faut ajouter au mouvement moyen pour avoir le mouvement vrai, sera aussi plus considérable; cette équation s'élève à 6° 17′ 12″ 7 dans son *maximum*. Les différences entre les mouvements observés et ceux qui résulteraient de l'hypothèse du mouvement uniforme et circulaire, doivent donc être beaucoup plus sensibles pour la lune que pour le soleil, ce qui ajoute déjà à la difficulté de sa théorie. Mais le mouvement elliptique ne représente encore qu'imparfaitement les observations lunaires. En comparant les

positions observées aux positions calculées dans cette hypothèse, on y remarque des écarts considérables qui indiquent dans le mouvement de la lune de grandes et nombreuses *inégalités* que l'observation a d'abord découvertes, et dont la théorie a ensuite fait connaître les causes.

Les principales de ces inégalités ont reçu des astronomes des noms particuliers par lesquels on les désigne encore aujourd'hui.

La plus considérable et la plus anciennement connue se nomme l'*évection*. Cette inégalité, dans son *maximum*, s'élève à 1° 16′ 39″ ; sa période, c'est-à-dire le temps nécessaire pour qu'elle passe par toutes les valeurs successives qu'elle est susceptible de prendre, est de $31^j 811939$.

Dans les conjonctions et dans les oppositions de la lune au soleil, cette inégalité se confond avec l'équation du centre, aussi Hipparque, qui n'observait la lune que dans ces deux points pour la prédiction des éclipses, ne l'aperçut pas, et elle ne fut reconnue que par Ptolémée, qui observa le premier la lune, lorsqu'elle est éloignée, par rapport à la terre, de 90° du soleil.

La seconde inégalité lunaire se nomme *variation;* elle s'élève, dans son *maximum*, à 39′ 30″, et sa période est d'un demi-mois lunaire, ou de $14^j 765294$. Cette inégalité disparaît dans les oppositions, dans les conjonctions, et lorsque le soleil et la lune, vus de la terre, sont éloignés du quart de la circonférence; elle atteint sa plus grande valeur lorsque ces deux astres sont éloignés l'un de l'autre de 45°. Elle devait donc échapper aux anciens, qui n'observaient la lune que dans les positions où elle

se réduit à zéro. Aussi c'est dans les temps modernes qu'elle a été découverte par Tycho-Brahé, célèbre astronome, qui vivait au quinzième siècle, et qui fut le maître de Kepler.

Enfin, les observations faites dans diverses saisons de l'année ont montré que le mouvement de la lune paraît s'accélérer à mesure que le soleil se rapproche de nous, et au contraire il se ralentit quand il s'en éloigne ; ce qui indique l'existence d'une inégalité qui dépend de la distance angulaire du soleil au périgée de son orbite ou de son anomalie moyenne ; cette inégalité, dans son *maximum*, est de 11′ 13″ ; sa période est celle d'une année solaire anomalistique, et c'est pour cela qu'on l'a nommée *équation annuelle*. Sa découverte est due à Kepler, qui la déduisit de la discussion des observations de Tycho.

On aura une juste idée de l'effet que ces inégalités produisent dans le mouvement de la lune, en observant que cet astre ne décrit pas exactement une ellipse autour de la terre, mais une courbe plus compliquée, quoiqu'elle s'en écarte peu; *l'évection, la variation et l'équation annuelle* peuvent être regardées comme des corrections qu'il faut faire à la longitude calculée dans l'ellipse pour avoir la longitude vraie. Le mouvement de la lune, outre les inégalités précédentes, en contient encore un grand nombre d'autres moins sensibles en général, mais que la précision des observations modernes ne permet pas de négliger. On ne sera pas davantage embarrassé de les introduire dans le calcul des lieux de la lune en les considérant comme de petites corrections à faire aux trois inégalités principales, comme celles-ci ne sont elles-mêmes

que les corrections de l'équation du centre. On s'élèvera ainsi sans difficultés des lois du mouvement de la lune dans une orbite elliptique aux lois les plus compliquées de son mouvement dans son orbite vraie (1). Nous dirons comment ces idées très-simples ont été rendues d'une exécution facile pour la pratique, lorsque nous parlerons de la construction des tables astronomiques.

52. Nous allons aborder maintenant une nouvelle classe de phénomènes particuliers à la lune et que la théorie du soleil ne nous avait point offerts ; nous voulons parler des apparences diverses qu'elle présente à l'observateur, ou de ce qu'on a appelé ses *phases*. Le soleil se montre à nous en tout temps sous la forme d'un disque rond parfaitement terminé ; mais la figure de la lune varie avec rapidité. Si on observe chaque soir cet astre dans l'espace de 29 à 30 jours qu'il met à faire le tour du ciel et à rejoindre le soleil, on le verra tantôt sous la forme d'un croissant, tantôt comme un disque arrondi et d'une lumière brillante, enfin à certaines époques ce disque devient entièrement obscur et disparaît même complétement à nos yeux. Chacun a pu faire en tout temps ces remarques, et dès la plus haute antiquité on

(1) Pour trouver le lieu vrai de la lune à un instant donné, on commence par supposer à l'astre un mouvement uniforme et circulaire, qui donne le mouvement moyen, et le lieu approché ; on ajoute ensuite à la longitude moyenne ainsi déterminée, les diverses inégalités qui affectent le mouvement régulier de la lune en longitude, et l'on en déduit la longitude vraie. En n'ayant égard qu'aux principaux termes de ces inégalités dont il est parlé dans le texte, on a :

Long. vraie = long. moy. + équat. du centre + variat.
évect. + équat. annuel. + perturbations.

On trouve dans les tables les valeurs de ces différents termes pour une époque déterminée.

a reconnu que la cause de ce phénomène c'est que la lune n'est pas lumineuse par elle-même et qu'elle ne brille que d'une lumière empruntée et réfléchie. En effet, s'il en était autrement, nous la verrions toujours sous la même forme comme le soleil; en admettant donc que sa clarté ne soit que la lumière réfléchie de cet astre, suivons les apparences sous lesquelles elle doit se présenter à nous.

Nous avons vu que la lune accomplit sa révolution synodique autour de la terre en vingt-neuf jours à peu près; si l'on imagine au disque lunaire deux tangentes menées parallèlement à la droite qui joint les centres de la lune et du soleil, la partie du disque comprise entre elles sera la partie éclairée de la lune, et le reste de la surface sera dans l'ombre. Ainsi soit (*fig.* 42), le soleil en S et la lune en L, *abc* sera la partie éclairée de son disque, et *adb* la partie obscure. Si le soleil et la lune tournaient autour de la terre avec une égale vitesse, nous n'apercevrions jamais que la même partie du disque lunaire, mais la lune fait sa révolution beaucoup plus rapidement que le soleil, et l'excès de son mouvement sur celui de ce astre produit la succession de ses phases.

En effet, pour suivre le phénomène imaginons (*fig.* 43) la terre immobile en T, le soleil en S et la lune en L parcourant son orbite *abcd*, tandis que le soleil décrit d'un mouvement beaucoup plus lent l'arc AB de 30° environ. Quand la lune se trouve en conjonction avec le soleil au point *a* de manière que les deux astres passent au même instant au méridien; sa partie non éclairée étant tournée vers nous, elle devient tout à fait invisible

à nos yeux. Deux ou trois jours après, la lune se trouvant en *a'*, le soleil en S', elle se couche le soir peu d'instants après cet astre, sa surface éclairée étant *mnp* nous commençons à en apercevoir une faible partie, la lune nous présente alors un segment circulaire très-étroit dont la convexité est tournée vers le soleil, et dont les pointes lui sont opposées. Ce croissant s'élargit de jour en jour, la lune se couche plus tard à mesure qu'elle avance de *a* en *b* en s'éloignant du soleil, et elle nous éclaire pendant une partie plus considérable de la nuit. Le septième jour la lune arrive au point *b*, sa partie éclairée étant *mnp* nous en apercevons alors la moitié *mn*, la lune paraît comme un demi-cercle lumineux et elle est visible à peu près la moitié de la nuit. On dit alors qu'elle est dans son *premier quartier*. Les jours suivants la partie lumineuse continue d'augmenter, la lune demeure plus longtemps sur l'horizon, du quatorzième au quinzième jour elle arrive en *c* à l'opposition ou à 180° du soleil, toute la partie éclairée de son disque est alors tournée vers nous, nous la voyons sous la forme d'un cercle parfait et entièrement lumineux, elle est visible pendant toute la nuit et l'on dit alors que la lune est *pleine*. Dès le lendemain le bord occidental de son disque commence à devenir moins bien terminé, il s'obscurcit ensuite de plus en plus, la lune se lève plus tard de jour en jour, et la partie éclairée continue à diminuer, le vingt-deuxième jour la lune se trouve au point *d*, nous n'apercevons plus que la moitié de son disque éclairé, elle entre alors dans son *dernier quartier*. Cette moité diminue les jours suivants, et tous les phénomènes observés dans la première partie de sa révolution se reproduisent en

sens inverse, la lune se présente sous la forme d'un croissant dont les cornes sont toujours opposées au soleil, et qui diminue peu à peu de largeur. Enfin, le 26e jour, la lune qui s'est de plus en plus rapprochée du soleil, ne se montre plus à l'Orient que quelques instants avant cet astre, et finit bientôt par se retrouver en *conjonction* avec lui à sa position primitive ; elle disparaît alors pendant deux ou trois jours, et l'on dit que nous sommes dans la *nouvelle lune* ou dans la *néoménie*.

On désigne indistinctement par le mot *syzygies* les nouvelles et les pleines lunes, époques auxquelles la lune se trouve dans le même méridien que le soleil, c'est-à-dire en *opposition* ou en *conjonction* avec cet astre. Le premier et le second quartier se nomment *quadratures*, parce que, à l'instant de ce phénomène, la distance angulaire de la lune au soleil est de 90° ou du quart de la circonférence. A cette époque la lune passe au méridien vers six heures du matin ou vers six heures du soir. Dans les nouvelles lunes le soleil et la lune passent au méridien au même instant, mais au moment de la pleine lune ils y passent à douze heures de distance, et l'on peut voir alors les deux astres dans le voisinage de l'horizon et diamétralement opposés, se succéder l'un à l'autre comme s'ils partageaient entre eux la charge d'éclairer la terre.

Quelquefois on a eu besoin de sousdiviser encore dans le cours de la lune, les intervalles compris entre les syzygies et les quadratures, et ces quatre nouveaux points ont pris le nom d'*octants*. L'intervalle de temps qui s'écoule entre la nouvelle et la pleine lune, pendant lequel la partie éclairée de l'astre augmente graduellement d'étendue, se nomme *période de la lune croissante*.

L'intervalle qui sépare la pleine lune de la nouvelle lune qui la suit, par la raison contraire, se nomme *période de la lune décroissante* ou *période du decours*. On nomme âge de la lune ou *épacte*, le temps écoulé depuis la dernière néoménie, le 31 décembre à midi, pour les années communes, et le 1er janvier à midi, pour les années bissextiles.

53. Les phases lunaires, telles que les observations nous les offrent, s'accordent donc parfaitement avec les apparences que la lune doit nous présenter si elle est un corps opaque qui reçoit sa lumière du soleil. Aussi cette explication très-simple de ce phénomène n'a pas dû échapper longtemps aux hommes qui s'occupèrent les premiers d'astronomie. Les révolutions de la lune, douze à treize fois plus rapides que celle du soleil, leur ont fourni sans doute l'idée de partager l'année en douze mois, et la succession des phases qui s'opère dans un intervalle de sept jours à peu près, les conduisit à diviser le mois en semaines ou périodes de sept jours.

Ces divisions du temps, généralement adoptées, suffisaient aux usages de la vie civile ; les besoins de l'astronomie firent imaginer des périodes d'une plus longue durée, et formées sur des calculs plus rigoureux. On appela, en général, *cycle*, un intervalle de temps au bout duquel un astre reprend, après plusieurs révolutions, la même situation dans le ciel que celle dont on suppose qu'il était parti ; le plus célèbre est le cycle de Méton, ou *nombre d'or*, ainsi nommé parce que les astronomes d'Athènes, frappés de son exactitude et de son utilité, l'avaient fait graver en lettres d'or sur les murs du temple de Minerve. Ce cycle se composait de 19 années tropi-

ques, pendant lesquelles la lune accomplit 235 révolutions synodiques, en sorte qu'elle se retrouve, comme nous l'avons vu, dans la même situation relativement au soleil, à la fin et au commencement de la période. Les conjonctions et les oppositions, et par conséquent les différentes phases, arrivent donc aux mêmes jours du mois après cet intervalle, en sorte que si on les a observées avec soin pendant la première période, on sera assuré de les retrouver précisément aux mêmes époques durant les périodes suivantes. On conçoit par là combien le cycle imaginé par Méton devait être commode aux anciens astronomes pour la construction de leur calendrier, puisque, pour prédire les phases de la lune à une époque quelconque, il leur suffisait de savoir à quelle année et à quel jour du cycle elle se rapportait, et de rechercher ensuite dans le tableau des phases observées pendant la première période de 19 ans, celle qui répondait à la même époque.

Mais la précision dont les anciens se contentaient ne peut suffire à l'astronomie moderne. Pour que le cycle de Méton fût rigoureusement exact, il faudrait que 19 années juliennes correspondissent parfaitement à 235 mois lunaires, c'est-à-dire qu'on eût la proportion :

$$365^j,25 : 29^j,5305885 :: 235 : 19.$$

Mais l'égalité de ces deux rapports n'est qu'approchée; 19 années juliennes font $6939^j,75$, tandis que 235 mois lunaires donnent $6939^j,6882975$. La différence est de $0^j,0617025$, ou $1^h\,28'\,51''\,1$. Les époques des phénomènes ne se correspondront donc plus dans les deux périodes successives; la seconde anticipera, quant aux phases,

d'une heure et demie à peu près sur la précedente, ce qui donnera un jour entier d'anticipation au bout de 304 ans. Cette imperfection était encore plus sensible en supposant, comme le faisaient les anciens, le cycle de Méton de 6940 jours en nombres ronds; Callipe, pour la rendre plus exacte, quadrupla cette période en retranchant un jour, ainsi il fit le nouveau cycle lunaire de 27759 jours, ou de 76 années juliennes, qui comprennent 94,001 mois lunaires. On a imaginé d'autres périodes plus exactes encore; mais comme elles ne sont plus d'aucun usage depuis que les tables astronomiques nous offrent un moyen facile de déterminer à chaque instant les positions de la lune et du soleil, par rapport à nous, il serait inutile de nous arrêter plus longtemps sur cet objet de pure curiosité.

54. Les anciens astronomes avaient encore déduit de l'observation des phases lunaires un ingénieux moyen de trouver la distance du soleil à la terre. Quand la lune, vers les quadratures, est dychotôme, c'est-à-dire dans une position telle que nous apercevons la moitié de son disque éclairé, la droite TL (*fig.* 44), qui joint le point d'observation au centre de la lune, est perpendiculaire à la droite LS, qui joint le centre de la lune et celui du soleil. Dans le triangle STL, compris entre le soleil, la terre et la lune, l'angle à la lune SLT, sera donc droit; l'angle à la terre STL est donné par l'observation, on pourra donc calculer le troisième angle TSL, et par suite le rapport des distances TS, et TL, de la terre au soleil et à la lune. Ce fut ainsi qu'Aristarque de Samos, trois siècles environ avant notre ère, trouva que le soleil est éloigné de nous plus de 19 fois autant que la lune; cette

appréciation de la distance du soleil était vingt fois trop petite, ce qui tient à la difficulté de l'observation ; la limite de la lumière et de l'ombre sur le disque lunaire laisse toujours, en effet, quelque incertitude, de sorte qu'on peut aisément se tromper sur l'instant où l'angle en L est droit ; mais cette idée de faire servir les phases de la lune à mesurer l'intervalle qui nous sépare du soleil, quoiqu'aujourd'hui sans aucune utilité pour la pratique, n'en est pas moins extrêmement ingénieuse, et nous lui devons les premières notions justes qu'on ait eues sur l'immense distance du soleil à la terre.

55. L'explication des phases lunaires nous conduit naturellement à celle des éclipses ; et quoique ces phénomènes, qui ont si souvent épouvanté la terre aux siècles d'ignorance, aient perdu aujourd'hui beaucoup de leur intérêt, ils méritent cependant toute notre attention. L'observation nous apprend d'abord qu'il n'arrive jamais d'éclipses que dans le temps de la pleine lune ; or, nous avons vu qu'à cette époque la lune est en opposition avec le soleil, c'est-à-dire que la terre se trouve placée entre ces deux astres sur la même ligne droite ; le globe terrestre étant d'ailleurs un corps opaque sensiblement sphérique, il intercepte les rayons lumineux émanés du soleil, et tous les objets qui pénètrent dans l'ombre conique qu'il projette derrière lui, deviennent invisibles pour nous. Supposons que ce cône d'ombre soit assez allongé pour que son sommet dépasse la lune, et l'on sait qu'en effet il s'étend encore deux fois et demie au delà, aussi souvent que la lune entrera dans ce cône d'ombre, elle disparaîtra, et il y aura *éclipse de lune*. Telle est donc la véritable cause de ce phénomène,

c'est une conséquence nouvelle de ce que la lune n'est pas lumineuse par elle-même, et l'on conçoit en effet que dans ce cas elle doit cesser d'être visible lorsqu'un corps opaque s'interpose entre elle et le soleil, et lui dérobe la lumière de cet astre.

D'après cette explication, il semblerait, au premier aperçu, que la lune doit s'éclipser toutes les fois qu'elle arrive en opposition, c'est-à-dire une fois par mois ; c'est en effet ce qui aurait lieu, si le plan de son orbite coïncidait avec l'écliptique ; mais l'inclinaison mutuelle de ces deux plans fait que la lune, dans ses oppositions, peut se trouver avec le soleil et la lune dans un même plan perpendiculaire à l'écliptique, sans être située pour cela sur la même ligne droite ; elle est souvent alors trop écartée du plan de l'écliptique pour atteindre l'ombre de la terre, et elle n'y pénètre entièrement que lorsqu'elle traverse le plan de l'écliptique vers l'époque de la pleine lune, c'est-à-dire lorsqu'elle se trouve à cet instant dans le voisinage de ses nœuds. L'éclipse est *totale* quand la lune entière est éclipsée ; elle est *partielle* lorsqu'une portion seulement du disque lunaire se plonge dans l'ombre de la terre ; enfin si la distance de la lune à l'écliptique est assez grande au moment de l'opposition pour qu'elle laisse au-dessus ou au-dessous d'elle le cône d'ombre que la terre projette derrière elle, il n'y a pas d'éclipse. La durée des éclipses dépend égalcment de la distance de la lune au plan de l'écliptique au moment de l'émersion, c'est-à-dire à l'instant où elle pénètre dans l'ombre ; plus elle s'en écarte, moins la partie du cône d'ombre qu'elle a à traverser est considérable, et plus la durée de l'éclipse diminue. Voici en général

la loi qui règle le phénomène. L'éclipse est *totale* si la latitude de la lune est plus petite que la différence du demi-diamètre du cône d'ombre et du demi-diamètre de la lune. Il peut encore y avoir éclipse totale quand la latitude de la lune est égale à cette différence; mais dans ce cas l'éclipse est *totale sans durée;* elle est *partielle* si la latitude de la lune est plus petite que la somme des demi-diamètres de l'ombre et de la lune, mais moindre que leur différence; enfin il n'y aura point d'éclipse si la latitude de la lune surpasse ou égale la somme des deux demi-diamètres. Il n'y a qu'un calcul exact qui puisse mettre à même de prédire d'avance ces diverses circonstances; mais dans l'état actuel de nos connaissances, ce calcul n'offre aucune difficulté, et l'on peut, par son moyen, rendre compte des moindres accidents et de toutes les variétés que présente ce genre de phénomènes.

Dans les éclipses totales on remarque quelquefois autour de la lune une teinte rougeâtre; cette circonstance n'est en aucune manière en contradiction avec l'explication précédente; elle provient seulement de ce que quelques rayons solaires ont pu être détournés de leur direction, en traversant l'atmosphère dont la terre est environnée, et, en pénétrant dans le cône d'ombre, venir atteindre encore la surface de la lune.

Chacun des points du disque lunaire, avant de s'éclipser totalement, perd par degrés une partie de la lumière du soleil, et s'obscurcit de plus en plus à mesure que la lune avance vers la partie la plus épaisse de l'ombre de la terre. On appelle *penombre* l'intervalle dans lequel cette

diminution se produit; la penombre vient de la grandeur du disque du soleil, car si cet astre était simplement un point lumineux, il y aurait derrière la terre une ombre parfaite sans penombre, mais comme le soleil a un disque beaucoup plus grand que celui de la terre, il en résulte que vers le commencement ou la fin d'une éclipse, certaines parties du disque lunaire reçoivent encore la lumière d'une portion des rayons solaires que la terre n'a point interceptés. Ainsi dans la (*fig.* 45) ou S représente le soleil et T la terre, si l'on mène les quatre rayons lumineux qui embrassent à la fois les disques de la terre et du soleil, les rayons AC et BC formeront le cône d'ombre, et les rayons *x y* le cône de la penombre; ce dernier cône reçoit encore une faible partie de la lumière du soleil, mais son obscurité va en augmentant à mesure qu'on se rapproche du cône d'ombre qu'il enveloppe de toutes parts; ce qui explique la gradation successive de la lumière de la lune, au commencement et à la fin des éclipses.

Le globe terrestre dans les éclipses de lune, projette sur le disque de cet astre une ombre qui a la forme circulaire, cette observation paraît avoir donné aux anciens astronomes la première idée de la sphéricité de sa figure. Nous verrons dans la suite que c'est encore au même astre que les astronomes modernes doivent les données les plus exactes que nous ayons sur la forme de la terre et la mesure la plus précise de son aplatissement.

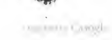
56. Si des éclipses de lune nous passons aux éclipses du soleil, nous en trouverons l'explication dans des causes analogues. En effet, c'est en s'interposant entre le soleil et la terre, que la lune peut nous en cacher la lumière,

ce n'est donc que dans les nouvelles lunes, c'est-à-dire lorsque la lune est en conjonction avec le soleil que nous devons observer les éclipses solaires. Il n'y a point cependant d'éclipse solaire à chaque nouvelle lune, de même qu'il n'y a point d'éclipse lunaire à chaque pleine lune, à cause de l'inclinaison de l'orbite de la lune sur le plan de l'écliptique, il faut, pour qu'il y ait éclipse, que la pleine lune arrive lorsqu'elle est dans le voisinage de ses nœuds. Quoique la lune soit infiniment plus petite que le soleil, cependant comme elle est beaucoup plus rapprochée de nous, il est encore possible que lorsqu'elle se trouve dans le plan de l'écliptique au moment de la conjonction, elle nous dérobe entièrement la lumière de cet astre. Supposons (*fig.* 46) les centres du soleil et de la lune sur une même ligne droite SL, passant par l'observateur, si le diamètre apparent de la lune est moindre que celui du soleil, une partie seulement du disque solaire sera éclipsée, dans le cas contraire il deviendra entièrement invisible; or, il arrive qu'en vertu des variations des distances du soleil et de la lune à la terre, les diamètres apparents de ces astres se surpassent alternativement l'un et l'autre; cette circonstance, jointe au plus ou moins grand éloignement de la lune à ses nœuds dans les conjonctions, doit apporter une variété infinie dans les éclipses solaires.

Les éclipses du soleil sont comme celles de la lune *totales* ou *partielles*, mais on distingue encore relativement au soleil une troisième espèce d'éclipses qu'on appelle *annulaires*. Lorsque le disque entier du soleil disparaît à nos yeux l'éclipse est *totale ;* on dit qu'elle est *annulaire* quand la lune en se projetant comme une

tache noire sur le centre du disque, ne laisse plus apercevoir qu'un anneau lumineux égal à la différence de leurs diamètres apparents. Enfin l'éclipse est partielle lorsque la droite menée de l'observateur au centre du soleil, ne passant pas exactement par le centre de la lune, cet astre ne lui dérobe seulement qu'une portion du disque solaire.

Une importante distinction existe entre les éclipses de lune et les éclipses de soleil. Les premières sont universelles, c'est-à-dire qu'elles sont visibles à la fois pour toute la terre: ainsi lorsque la lune s'éclipse à Paris, par exemple, on est certain qu'il y a au même instant une éclipse de lune dans tous les lieux qui ont cet astre sur leur horizon, la grandeur de l'éclipse est partout la même, elle commence et finit dans tous ces lieux au même instant. Les éclipses de soleil au contraire peuvent exister pour un point donné de la terre, sans que pour cela le soleil cesse d'être visible dans un autre lieu. La raison de cette différence est facile à comprendre. On conçoit en effet, que lorsque la lune pénètre dans le cône d'ombre projeté par la terre, elle devient tout à coup obscure, et disparaît à la fois pour tous les habitants du globe. Mais dans les éclipses solaires, le soleil ne cesse point de briller de toute sa lumière, seulement en s'interposant entre cet astre et nous, la lune nous intercepte ses rayons, or comme elle est très-voisine de la terre, deux observateurs placés à quelque distance sur le globe projettent la lune en deux points différents du ciel, il est tout simple par conséquent qu'il y ait éclipse de soleil pour l'un sans que l'autre ait cessé d'apercevoir cet astre. Il résulte encore de là, que les cir-



constances d'une éclipse solaire ne sont pas les mêmes pour toutes les parties de la terre où elle est visible; lorsque l'éclipse paraît totale dans un lieu, elle peut n'être que partielle pour d'autres régions du globe. On a justement comparé ce qui se passe dans les éclipses de soleil, à ces accidents de lumière causés par l'interposition d'un nuage entre le soleil et nous, on voit alors l'ombre que projette ce nuage poussé par le vent, parcourir avec rapidité le penchant des montagnes qu'il couvre d'obscurité, tandis que les lieux voisins sont éclairés de tous les rayons du soleil. Les éclipses solaires présentent un phénomène analogue, la lune étant beaucoup plus petite que la terre et surtout que le soleil, en passant entre cet astre et nous, elle projette sur la terre une ombre qui n'y fait qu'une tache à peu près ronde, qui parcourt successivement et avec une grande vitesse tout l'hémisphère éclairé. Cette tache comprend toutes les contrées pour lesquelles le soleil est au même instant entièrement éclipsé, les contrées qui en sont le plus voisines, ne sont privées que d'une partie des rayons solaires, et celles qui en sont plus éloignées ne cessent point de les apercevoir. Les éclipses du soleil nous offrent donc une preuve nouvelle de la grande distance du soleil relativement à celle qui nous sépare de la lune.

On observe dans les éclipses totales du soleil, que les espaces célestes sont encore empreignés d'une teinte de lumière pâle qui ne permet pas de distinguer les étoiles de troisième grandeur. On a prétendu expliquer ce reste de clarté par la supposition d'une atmosphère répandue autour de la lune, mais on est parvenu à s'assurer d'une

manière positive, par les *occultations des étoiles,* c'est-à-dire par le phénomène de leur disparition ou de leurs éclipses lorsqu'elles sont couvertes par la lune, que si cette atmosphère existe, elle est presqu'insensible. En effet, remarquons que si la lune est entourée d'une atmosphère, les rayons lumineux qui la traversent doivent s'infléchir de plus en plus à mesure qu'ils y pénètrent et se rapprocher du centre de la lune, c'est ce qui a lieu sur la terre, et ce qui est cause que nous distinguons encore les astres quelques temps après qu'ils sont au-dessous de l'horizon. Supposons donc que nous observions la lune au moment où elle passe devant une étoile. Les rayons qui émanent de cet astre, s'infléchiront en vertu de l'atmosphère lunaire, et nous apercevrons encore l'étoile quelques instants après qu'elle aura été éclipsée. Par la même raison, nous la verrons reparaître vers l'autre bord de la lune, quelques instants avant la fin réelle de l'occultation ; l'effet principal de l'atmosphère lunaire sera donc de diminuer la durée des éclipses du soleil et des étoiles par cet astre. Or, le calcul montre que le temps que doit mettre l'étoile à parcourir le diamètre de la lune, est précisément celui qui est indiqué par l'observation ; la lune n'a donc pas comme la terre une atmosphère qui l'environne, ou si elle n'en est point entièrement privée, le calcul montre que cette atmosphère ne peut infléchir au delà d'une seconde et demie un rayon lumineux, c'est-à-dire qu'elle est plus diaphane que celle que nous pourrions produire avec le secours de la meilleure machine pneumatique.

Ce n'est donc pas non plus à l'atmosphère lunaire qu'il faut attribuer la cause du phénomène que présente

le cercle lumineux qu'on remarque autour de la lune, dans la plupart des éclipses solaires, et qui forme comme une couronne qui l'environne; tout porte à croire que ce phénomène est dû à l'atmosphère du soleil.

57. Quand la lune n'est pas éclairée directement par le soleil, elle ne disparaît pas cependant tout à fait à nos yeux. Ainsi, dans les nouvelles lunes, le disque tourné vers nous, nous paraît briller d'une faible clarté qu'on appelle lumière cendrée. Les anciens astronomes avaient cru d'abord que c'était la lumière propre de la lune, mais nous avons dit que cet astre n'était pas lumineux par lui-même, il faut donc chercher une autre explication à ce phénomène. La terre étant un corps opaque, réfléchit les rayons du soleil, comme nous avons supposé qu'ils étaient réfléchis à la surface lunaire; la terre doit donc présenter à un observateur placé dans la lune les mêmes phases que nous offre cet astre, mais elles se succèdent dans un ordre opposé. Lors de la pleine lune on n'aperçoit de la surface lunaire que l'hémisphère terrestre, qui n'est pas éclairé par le soleil; au moment de la nouvelle lune, au contraire, la terre doit paraître *pleine* ou entièrement illuminée. Cette lumière réfléchie de la terre à la lune, nous sera de nouveau renvoyée par cette dernière, mais elle doit nous paraître alors beaucoup moins intense. Pour se convaincre de l'exactitude de cette explication, il faudrait observer la lune le jour même où la terre paraît pleine pour l'observateur placé à sa surface: mais comme l'observation est alors impossible, parce que la lune se trouve au-dessus de l'horizon en même temps que le soleil, on se contente de l'observer quelques jours après, et l'on remarque qu'en effet c'est à cette époque

que la lumière cendrée de la lune est la plus intense, parce qu'une grande partie de l'hémisphère éclairé de la terre est dirigée vers cet astre. Ainsi, tous les phénomènes relatifs aux variations de cette lumière s'expliquent naturellement par cette double réflexion des rayons solaires. On a encore observé que l'intensité de la lumière cendrée doit dépendre de l'hémisphère éclairé de la terre qui est dirigé vers la lune; ainsi lorsque cet astre se couche avec le soleil, la lumière cendrée résulte de la réflexion des rayons solaires dans les mers d'Amérique. Lorsqu'au contraire la lune se lève avec le soleil, l'hémisphère terrestre qui réfléchit les rayons solaires est composé d'une partie solide et d'une partie aqueuse moins considérable que dans le premier cas, la lumière cendrée doit donc alors nous paraître plus intense; c'est ce que l'observation confirme.

58. C'est encore pour bien des hommes un sujet d'étonnement, que les astronomes soient parvenus à fixer à l'avance l'époque, la durée et toutes les circonstances d'une éclipse, avec la précision que pourrait avoir un fait accompli. Ce résultat qu'ils regardent comme l'un des plus sublimes efforts de la science, n'est cependant qu'une conséquence très-simple de l'explication que nous avons donnée de ce phénomène. En effet, nous avons vu comment on pouvait construire pour le soleil des tables qui donnent pour une époque déterminée sa position dans le ciel; que l'on imagine que de pareilles tables existent pour la lune, on pourra déterminer les différentes époques où cet astre se trouvera en opposition ou en conjonction avec le soleil, choisir parmi elles, celles où la proximité de ses nœuds permettra

qu'il y ait éclipse, et prédire ainsi à l'avance toutes les circonstances de ce phénomène.

La détermination des éclipses peut aussi être d'une grande utilité dans les recherches de la chronologie. En effet, en reportant ces calculs en sens inverse, on pourra fixer le moment précis de toutes les éclipses qui ont été observées depuis les plus anciennes époques jusqu'à nos jours, et retrouver ainsi la date des événements contemporains.

La durée moyenne d'une révolution de la lune par rapport au soleil est de 29j 12h 44′ 2″ 50‴, 9, ou, en parties décimales du jour, de 29j, 530588, la durée moyenne d'une révolution des nœuds par rapport au même astre est de 346j,619870; ces deux nombres sont entre eux à très-peu près comme 19 est à 223; c'est-à-dire qu'après une période de 223 mois lunaires ou de 6585j,32114, le soleil et la lune se retrouvent à la même position par rapport au nœud de l'orbe lunaire. Ainsi, au bout de cet intervalle, toutes les éclipses de lune et de soleil doivent reparaître dans le même ordre; il suffit donc d'avoir observé ou calculé les éclipses relatives à une période quelconque, pour pouvoir annoncer celles qui arriveront dans les périodes suivantes.

Ce moyen très-simple de prédire les éclipses, a été employé par les anciens astronomes; les modernes s'en servent encore pour fixer à peu près l'époque d'une éclipse dont on calcule ensuite l'instant précis, comme nous l'avons dit, au moyen des tables astronomiques. En effet, le rapport établi plus haut entre les révolutions synodiques de la lune et des nœuds de son orbite n'est pas rigoureusement exact, et il est d'ailleurs sensiblement modifié par les diverses inégalités auxquelles

les mouvements du soleil et de la lune sont assujettis. Ces deux astres ne se retrouveront donc pas exactement dans la même position relativement au nœud après 223 mois lunaires, et la loi qui ramène les éclipses dans le même ordre dans la période suivante, ne doit être regardée, par conséquent, que comme une approximation qui pouvait suffire à l'astronomie de l'antiquité, mais dont la précision des observations modernes ne saurait se contenter.

Les éclipses lunaires fournissent un moyen facile et employé encore par les anciens astronomes pour déterminer les longitudes terrestres. En effet, les éclipses de lune devant avoir lieu au même instant pour toutes les parties de l'hémisphère qui ont l'astre sur leur horizon, si l'on compare les observations d'une même éclipse faites en divers lieux, la différence des heures auxquelles le phénomène est arrivé, réduite en degrés à raison de 15° par heure ou de la circonférence entière pour vingt-quatre heures, fera connaître la distance des méridiens sur lesquels ces lieux sont situés ou la différence de leurs longitudes. Ainsi, par exemple, si la différence des temps est de six heures, on en conclura que les méridiens font entre eux un angle de $6 \times 15°$ ou de 90°, c'est-à-dire que la différence des longitudes est le quart de la circonférence du globe. On conçoit que pour l'exactitude de la détermination des longitudes terrestres par ce procédé, il faut supposer que l'on a observé avec une précision suffisante l'instant du phénomène; les observations anciennes pouvaient très-aisément comporter une erreur en temps de 4′ sur l'instant d'une éclipse, ce qui produirait 1° d'erreur sur la détermination des longitudes,

en supposant donc que deux observateurs placés sous différents méridiens se fussent trompés de 4', l'un en plus et l'autre en moins, il en résulterait une erreur de 2° dans la distance supposée de leurs méridiens, et les premiers astronomes ont commis en effet des erreurs aussi considérables dans la détermination des longitudes géographiques. Nous reviendrons dans la suite avec plus de détail sur ce sujet, et nous développerons alors les différents moyens que l'on emploie aujourd'hui pour calculer les longitudes terrestres avec une rigoureuse exactitude.

Constitution physique et rotation de la lune.

59. Il ne nous reste plus pour achever l'histoire de la lune qu'à ajouter quelques mots à ce que nous avons dit de sa constitution physique. On a soumis à diverses expériences la lumière que cet astre nous envoie pour reconnaître si les effets de cette lumière ont quelque rapport avec ceux des rayons solaires. On s'est assuré d'abord qu'en la rassemblant au foyer des plus grands miroirs, elle ne produit aucun effet sensible sur un thermomètre à air qui permet d'apprécier une différence de *un centième* de degré dans la température. On a reconnu de même qu'elle n'altère pas les couleurs comme on le croit communément; pour cela on a placé au foyer d'une loupe du *chlorure d'argent*, de tous les composés métalliques le plus susceptible de s'altérer par le contact de la lumière, et les rayons de la lune n'ont produit sur cette substance aucun changement visible. Enfin on a

tenté de mesurer directement l'intensité de la lumière lunaire; on a réuni pour cette expérience au foyer d'une loupe les rayons de la pleine lune qui, en se prolongeant, vont rencontrer un écran disposé pour les recevoir; la clarté de l'image qu'ils y tracent est proportionnelle au degré d'intensité de la lumière de l'astre dont ils émanent. En comparant ainsi la lumière de la pleine lune à celle du soleil, Bouguer a reconnu qu'elle est d'environ trois cent mille fois plus faible que celle de cet astre, ce qui suffit pour rendre raison de son peu d'action sur le thermomètre et sur les couleurs.

On distingue à la surface de la lune vue dans de grands télescopes, un grand nombre de taches terminées par des contours de figure irrégulière. Quelques-unes de ces taches sont invariables, les autres changent constamment de forme, et varient avec la hauteur du soleil. Ces dernières sont évidemment formées par les ombres que projettent les parties les plus élevées de la surface de l'astre sur les parties inférieures, et l'on a reconnu par leur étendue et leur direction que la lune est hérissée de hautes montagnes et sillonnée de vallées d'une grande profondeur. On est même parvenu à mesurer par un procédé très-ingénieux la hauteur de ces montagnes. Pour cela on observe la lune lorsqu'elle n'est pas entièrement éclairée par la lumière du soleil, les montagnes qui s'élèvent près de la ligne de séparation de l'ombre et de la lumière, marquent sur la partie obscure des points brillants qui s'agrandissent peu à peu par le progrès des phases, en laissant toujours un petit intervalle d'ombre entre eux et la partie lumineuse, ce qui tient à ce que

le soleil vient frapper leur sommet avant d'éclairer leur base. Soit *a* (*fig.* 47) l'un de ces points, menez la tangente *ab* au disque lunaire, et supposez le soleil en S sur le prolongement de cette droite, la partie *bh* sera dans l'ombre, mais le point *a* paraîtra éclairé en même temps que le point *b*, et plutôt qu'il ne l'aurait été, si la surface de la lune était parfaitement sphérique. Dans le triangle rectangle *abc*, vous aurez $ac^2 = ab^2 + bc^2$: vous connaissez *bc* qui est le demi-diamètre de la lune; en mesurant la distance du point *a* au cercle qui sépare la partie lumineuse de la partie obscure du disque lunaire, on aura *ab*, on pourra donc déterminer par l'équation précédente *ac* et en retranchant $ch = cb$, vous aurez *ah*, ou l'élévation du point *a* au-dessus de la surface de la lune. En calculant de cette manière les principales montagnes de la lune, on a reconnu qu'elles étaient relativement aux dimensions de cet astre, beaucoup plus élevées que celles de notre globe; la moins considérable serait au moins de 3,000 mètres de hauteur, il en est auxquelles on donne jusqu'à deux lieues d'élévation.

Les différentes taches que l'on aperçoit à la surface de la lune ont été observées et décrites avec soin, d'abord par Dominique Cassini, ensuite par Lahire et un grand nombre d'autres astronomes; on a donné à chacune de ces taches des noms particuliers, et l'on s'en est servi pour en dresser des cartes qui nous font connaître la superficie de cet astre aussi exactement que celle du globe que nous habitons.

60. L'observation attentive des taches de la lune a eu un résultat plus utile encore, en nous permettant de reconnaître son mouvement de rotation et d'en suivre toutes

les circonstances par des procédés analogues à ceux qu'on a employés pour le soleil. On a d'abord constaté que la lune nous présente toujours à peu près le même hémisphère, et l'on en a conclu qu'elle tourne sur elle-même dans un temps égal à celui de sa révolution autour de la terre. En effet, considérons la lune dans différents points de son orbite ABCD (*fig.*48), lorsqu'elle est en L elle dirige vers l'observateur en T son hémisphère *abc*, si de là elle passe en L' sans avoir fait autour de son centre aucun mouvement de rotation, elle présentera au même observateur l'hémisphère *ac'b*; pour que l'hémisphère tourné vers la terre soit donc le même lorsque la lune est en L, et lorsqu'elle est en L', il faut qu'elle ait fait sur son centre une demi-révolution, tandis qu'elle a parcouru 180° dans son orbite; lorsqu'elle arrivera au point L'', c'est-à-dire à 270° du point L, elle aura dû faire sur elle-même trois quarts de révolution et ainsi de suite, c'est-à-dire que généralement il faut, pour que la lune nous présente toujours la même face, comme l'indiquent les observations, que la durée de sa rotation autour de son centre, soit précisément égale à celle de sa révolution autour de la terre.

Cependant, en examinant avec une attention suivie l'hémisphère que la lune nous présente, on a remarqué quelques légères variétés dans ses apparences. Les taches conservent toujours, il est vrai, la même position relative, mais quelques-unes d'entre elles situées vers les bords du disque, disparaissent et reparaissent alternativement, comme si le globe lunaire avait un léger balancement sur son centre. Les astronomes ont donné à ce phénomène le nom de *libration*. On distingue dans la lune,

trois espèces de librations que nous allons successivement examiner.

Supposons que l'on mène un rayon vecteur du centre de la terre au centre de la lune, si le mouvement de rotation de cet astre n'est pas rigoureusement égal au mouvement de translation, ce rayon rencontrera successivement la surface lunaire en différents points, et quelque petite qu'ait été la différence à l'origine du mouvement, nous finirons par la suite des siècles par découvrir les deux hémisphères de la lune. Mais si le mouvement de translation est seulement assujetti à quelques inégalités périodiques auxquelles le mouvement de rotation ne participe pas, le rayon vecteur qui joint les centres des deux astres doit s'écarter tantôt dans un sens, tantôt dans un autre, de la position qu'il aurait s'il y avait entre les deux mouvements une égalité rigoureuse, et le globe lunaire paraîtra faire autour de ce rayon des oscillations correspondantes aux inégalités des deux mouvements. L'effet de ces oscillations sera de nous découvrir et de nous cacher tour à tour quelque partie de la surface de la lune, et ces apparences constituent ce qu'on a nommé la *libration en longitude*.

La lune est encore sujette à une autre espèce de libration, qui provient de ce que son axe de rotation n'est pas exactement perpendiculaire au plan de son orbite ; il en résulte que selon que cet axe nous présente sa plus grande ou sa plus faible obliquité, nous devons découvrir successivement, pendant le cours d'une révolution sidérale de la lune, ses deux pôles de rotation, et par conséquent les taches qui sont dans leur voisinage, de même qu'un observateur placé dans le soleil apercevrait

alternativement le pôle austral et le pôle boréal du sphéroïde terrestre, par l'effet de l'inclinaison de son axe sur le plan de l'écliptique. Cette partie du phénomène se nomme la *libration en latitude*. Elle est toujours peu considérable, ce qui indique que le plan de l'équateur lunaire s'écarte très-peu du plan de son orbite.

Enfin la troisième espèce de libration dépend de ce que l'observateur n'est point placé au centre de la terre, vers lequel la lune est supposée tourner constamment le même hémisphère. Comme cet astre est très-rapproché de nous, il en résulte que les rayons visuels menés de notre œil à son centre, changent de direction par rapport au rayon qui joint les centres des deux astres, à mesure que la lune s'élève sur l'horizon. Plus la lune se rapproche du zénith, plus la partie de sa surface que nous apercevons se rapproche de celle que nous verrions du centre de la terre, enfin les deux surfaces coïncident parfaitement lorsque la lune passe au zénith, parce qu'alors le rayon mené de notre œil à son centre, se confond avec celui qui joindrait les centres de la terre et de la lune; nous nous trouvons donc alors pour l'observer dans la même position que si nous étions placés au centre du globe. Dans toute autre situation nous devons découvrir vers son bord supérieur des points que l'on n'apercevrait pas du centre de la terre, tandis que nous cessons d'apercevoir vers le bord inférieur d'autres points qui seraient visibles de ce centre. Ces variations qui se succèdent pendant tout le temps compris entre le lever et le coucher de la lune, constituent le phénomène qu'on a nommé la *libration diurne*.

Ces trois librations partielles forment la libration to-

tale de la lune. On voit que la libration en latitude et la libration diurne sont des phénomènes purement optiques, et ne dépendent que de l'inclinaison de l'équateur lunaire sur le plan de l'orbite, ou de la position de l'observateur à la surface de la terre. La libration en longitude n'a pas une cause plus réelle, c'est-à-dire qu'elle ne dépend pas non plus d'un mouvement oscillatoire qu'aurait la lune sur son centre ; le calcul montre en effet que son mouvement de rotation doit être supposé rigoureusement uniforme, et que son balancement apparent n'est qu'une illusion résultant des inégalités du mouvement du soleil. Nous verrons au reste que la *libration en longitude* est si peu considérable, qu'il est extrêmement difficile de la déterminer par l'observation.

Après avoir constaté le phénomène du mouvement de rotation de la lune, les astronomes ont dû chercher à déterminer l'axe autour duquel ce mouvement s'opère, et la position de l'équateur lunaire qui lui est perpendiculaire. C'est encore par l'observation des taches qu'ils y sont parvenus. On a reconnu ainsi : 1° *que l'équateur de la lune est incliné de* 1° $\frac{1}{2}$ *à peu près sur le plan de l'écliptique, cette inclinaison est invariable ;* 2° *l'équateur et l'orbite lunaires coupent le plan de l'écliptique suivant deux droites constamment parallèles entre elles, en sorte que les nœuds moyens de l'orbe de la lune coincident toujours avec ceux de son équateur.* Les nœuds de l'orbe lunaire ont sur l'écliptique un mouvement rétrograde par lequel ils décrivent une circonférence entière en 6793j. 465. Pour que la coïncidence précédente subsiste dans tous les temps, les nœuds de l'équateur lunaire doivent donc avoir sur

l'écliptique un mouvement précisément égal, et dirigé dans le même sens.

Si l'on suppose donc que par le centre de la terre, on mène deux plans dont l'un représente l'orbite de la lune et l'autre soit parallèle à son équateur, ces deux plans et le plan de l'écliptique se couperont suivant une seule et même droite, et cette droite aura sur l'écliptique un mouvement rétrograde qui lui fera décrire 360° en 6793 j. 465. Ces divers résultats constituent la théorie astronomique des mouvements de la lune autour de son centre que l'on doit à Dominique Cassini, et qui a depuis été confirmée en tout point par Tobie Mayer et les astronomes qui s'en sont occupés après lui.

61. Cet astre, observé dans un grand télescope, se présente comme une masse aride sur la surface de laquelle on a cru reconnaître les traces d'éruptions volcaniques. Des taches nouvelles qu'on a vues s'y former et des points lumineux qu'on a aperçus plusieurs fois dans sa partie obscure, et qui se sont éteints après avoir brillé pendant quelque temps d'un vif éclat, ont fait penser qu'il existe encore dans la lune des volcans en activité, qui ont seulement des intermittences comme le Vésuve et l'Etna. Quelques physiciens ont même attribué à leurs éruptions les pierres tombées du ciel à la surface de la terre, et que l'on a nommées *aérolithes*. Cette supposition n'a rien d'impossible, car nous avons déjà dit qu'il suffirait, pour qu'un corps pesant tombât de la lune sur la terre, de lui supposer une force de projection quadruple de celle qui anime un boulet à sa sortie de la bouche du canon, et les volcans terrestres ont une force de projection beaucoup plus considérable. Quoi qu'il en soit, le caractère dis-

tinctif de ces corps étrangers, c'est qu'ils sont tous à peu près de même nature; leur surface extérieure est noirâtre comme s'ils avaient été brûlés; l'intérieur est d'un blanc jaunâtre, leur grandeur varie; ces masses sont ordinairement amenées par des météores que l'on nomme *bolides* ou globes de feu, et qui éclatent tout à coup au milieu de l'atmosphère qu'ils traversent avec rapidité. La chute de l'aërolithe suit la détonation. En déterminant leur parallaxe à l'instant de leur explosion, par des observations faites en des lieux différents du globe, on s'est assuré que ces bolides sont situés à une très-grande hauteur, et même quelquefois jusqu'à dix ou quinze lieues au-dessus de la surface de la terre. Les aërolithes se composent toutes, à peu près dans les mêmes proportions, de *silice*, de *magnésie*, de *soufre*, de *fer* à l'état métallique, de *nickel*, et de quelques parcelles de *chrôme*. Or, le fer ne se présente jamais dans les corps terrestres à l'état métallique; le nickel est aussi très-rare, et ne se trouve que dans les profondeurs de la terre. Ces observations semblent indiquer que les aérolithes ont une origine étrangère à notre atmosphère, ou du moins qu'elles se forment par une opération de la nature qu'on n'a jusqu'ici ni observée ni comprise.

Nous avons vu comment les occultations des étoiles par la lune avaient montré qu'elle n'a point d'atmosphère sensible; on peut d'ailleurs s'en convaincre d'une manière plus simple, en remarquant que si la lune était enveloppée d'une couche atmosphérique, on verrait circuler autour d'elle, comme autour de la terre, des nuages qui nous déroberaient successivement quelque partie de sa surface, ce qui n'a pas lieu. De là on doit conclure qu'il

n'existe non plus sur la lune ni mers, ni substances liquides, ni même d'eau à l'état de glace, puisque, dans le vide, toutes ces substances se changeraient bientôt en vapeurs. Aucun des animaux que nous voyons sur la terre ne pourrait donc ni respirer, ni vivre dans la lune; tout y est solide et inerte; et si sa surface est habitée, comme on s'est plu si souvent à en concevoir la pensée, on peut être assuré du moins que ses habitants sont d'une nature toute différente de la nôtre (1).

Influence attribuée aux phases lunaires.

62. C'est une opinion généralement répandue depuis les temps les plus reculés jusqu'à nous, que la succession des phases de la lune exerce une influence marquée sur les phénomènes atmosphériques, sur ceux de la végétation, sur la santé de l'homme et des animaux; sur la décomposition plus ou moins prompte des matières organiques. L'expérience peut seule nous éclairer à cet égard; mais malheureusement les observations recueil-

(1) Les climats sur la lune, doivent aussi différer beaucoup des notres; l'équateur lunaire n'étant incliné que de 1° à peu près sur le plan de l'écliptique, le soleil s'écarte très-pen du plan de l'équateur, le printemps est donc la seule saison qui règne presque continuellement à la surface de la lune, et pour l'habitant des régions polaires le soleil ne s'élèverait guères au dessus de l'horizon. La durée des jours lunaires serait vingt-sept fois environ plus longue que celle des nôtres, et l'on n'y connaîtrait pas, comme sur la terre, d'inégalité sensible entre les jours et les années, puisque le temps d'une révolution moyenne de la lune autour de la terre est exactement égal au temps de sa révolution sur elle-même. Enfin les habitants de l'hémisphère qui nous est opposé, s'il en existe, n'ont jamais vu notre terre, elle ne les éclaire pas pendant leurs longues nuits qui ont presque la durée de quinze de nos jours, et l'absence du soleil est pour eux sans compensation.

lies jusqu'ici, ne sont point encore assez nombreuses pour permettre d'établir d'une manière incontestable si cette influence, universellement attribuée à la lune sur des phénomènes qui lui paraissent tout à fait étrangers, mérite véritablement l'attention des hommes de science, ou doit être rejetée parmi les préjugés populaires. Voici au reste jusqu'à présent ce qu'on a dit de plus positif sur ces différents points.

Le vulgaire est généralement convaincu que le passage d'une phase à une autre amène nécessairement un changement de temps. Les astronomes, les physiciens, les géologues ont soutenu long-temps qu'il n'en était rien, et que les phases lunaires n'exerçaient aucune influence sur le beau ou le mauvais temps; leur meilleure raison sans doute c'est qu'ils auraient été embarrassés d'expliquer cette influence secrète exercée par la lune sur notre globe, et si indépendante de l'action que nous lui connaissons. Mais combien de phénomènes, pour n'être pas expliqués, n'en sont pas moins avérés? On est revenu à des opinions moins tranchantes depuis quelques années; et en attendant qu'on découvre la cause du phénomène, on s'est du moins occupé de le constater. En comparant les jours de pluie pendant 28 années à Stuttgardt, M. Schübler a trouvé que les jours de pluie étaient toujours plus fréquents pendant la période de la lune croissante ou pendant l'intervalle de la nouvelle à la pleine lune, que pendant la période du décours de la lune, c'est-à-dire dans l'intervalle de la pleine lune à la nouvelle. Le nombre des jours de pluie dans le dernier intervalle est au nombre de jours de pluie dans le premier, comme *cinq* est à *six* à peu près. Le *maximum* du

nombre de jours pluvieux a lieu vers le milieu de l'intervalle qui sépare le premier quartier et la pleine lune, le *minimum* entre le dernier quartier et la nouvelle lune. M. Schübler et M. Pilgram, à Vienne, ont encore trouvé que les chances de pluie augmentent à mesure que la lune se rapproche de la terre, ainsi le nombre des jours de pluie lorsque la lune est au périgée de son orbite est au nombre des jours de pluie lorsqu'elle est à l'apogée, comme 1169 est à 1096.

Les variations du baromètre ont une corrélation généralement reconnue avec la production de la pluie et du vent, une diminution dans la hauteur de la colonne de mercure est ordinairement signe de pluie, si cette hauteur augmente c'est au contraire un présage de beau temps. L'influence de la lune sur la pluie et le vent doit donc se montrer par les variations des hauteurs moyennes du baromètre dans ses différentes phases, aussi bien que par les observations directes, c'est en effet ce que l'expérience confirme. Ainsi les observations faites pendant 20 années par M. Flaugergues, dans l'Ardèche, celles d'Howard, en Angleterre, les observations faites anciennement à Padoue et discutées par Toaldo, enfin les observations de l'Observatoire de Paris, récemment discutées par M. Bouvard, se sont toutes accordées pour montrer un excès de hauteur léger, il est vrai, mais incontestable, dans la colonne mercurielle correspondante aux quadratures sur celle qui se rapporte aux syzygies. D'après ce résultat, le nombre des jours de pluie doit donc être plus grand dans les syzygies que dans les quadratures, et c'est en effet ce qui ressort des observations de M. Schübler qui avait trouvé que les deux nombres

sont entre eux comme 643 à 609. Les observations barométriques indiquent encore que la hauteur moyenne du mercure le jour de l'apogée, surpasse la hauteur moyenne le jour du périgée, le nombre des jours de pluie doit donc être plus grand au périgée qu'à l'apogée, comme M. Schübler l'avait trouvé par l'observation directe.

Ainsi donc, il paraît démontré que, contre l'opinion généralement admise par les savants, la lune a sur notre atmosphère une influence sensible. Sans doute, on peut dire que les observations n'embrassent pas encore un espace de temps assez considérable pour qu'on puisse assurer que les résultats de leur combinaison ne sont pas un simple effet du hasard, et qu'une série d'observations nouvelles ne détruira pas la conséquence qu'on avait tirée des premières; que des observateurs, qui se sont occupés à diverses époques et dans différents lieux de la même question, sont arrivés à des résultats tout à fait opposés; qu'enfin, l'influence de la lune sur le temps et sur l'atmosphère dans une localité, peut produire des effets tout contraires sur un autre point du globe. Nous prévenons ces objections sans les admettre ni les repousser, c'est au temps seul, c'est aux nouvelles recherches météorologiques qui seront faites qu'il appartient d'y répondre.

On attribue encore généralement à la lune une influence directe sur les phénomènes de la végétation. Les cultivateurs donnent le nom de *lune rousse* à la lune qui commence en avril et devient pleine à la fin de ce mois ou au commencement de mai. Ils supposent à la lumière

de l'astre dans cette lunaison la propriété de geler ou *roussir* les jeunes bourgeons des plantes, même lorsque le thermomètre accuse une température de plusieurs degrés au-dessus de la glace. Ce phénomène ne se manifeste que par un temps serein; si le ciel est couvert de nuages qui interceptent les rayons de la lune, il cesse d'avoir lieu dans des circonstances, du reste, absolument semblables. Les physiciens avaient longtemps rejeté comme une illusion et un préjugé cette croyance populaire, mais il semble qu'on en a trouvé récemment une explication satisfaisante en le rattachant à d'autres phénomènes physiques d'une vérité incontestable. Des observations faites par M. Wells ont constaté qu'il peut exister des différences notables entre la température des corps terrestres et celle de l'air qui les environne : ces différences ne se manifestent d'une manière sensible que lorsque le temps est parfaitement serein, elles disparaissent tout à fait lorsque le temps est couvert. On attribue la cause de ces phénomènes à la propriété qu'ont les corps différemment échauffés de se mettre en équilibre de température par l'effet du *rayonnement*. Mais sans entrer ici dans l'explication du phénomène, il nous suffira de le regarder comme un fait établi pour en déduire sur la croissance des plantes des conséquences analogues à celles attribuées à l'influence de la *lune rousse*. Ainsi, on conçoit aisément que dans les nuits d'avril ou mai où la température de l'atmosphère ne s'élève guère qu'à 5 ou 6° centigrades au-dessus de zéro, les plantes, en abandonnant 7 ou 8° de leur température par la transmission du *calorique rayonnant*, peuvent se geler lorsque le ciel est serein, ou, ce qui revient au même, lorsqu'elles sont exposées à

la lumière de la lune. Si, au contraire, le temps est couvert, les rayons de la lune ne les atteignent pas, mais alors le rayonnement cesse d'avoir lieu, la température des plantes est la même à peu près que celle de l'atmosphère, et elles ne pourraient geler qu'autant que le thermomètre descendrait à zéro. La lumière de la lune n'a donc effectivement aucune influence directe sur la congélation des jeunes pousses des plantes, mais sa présence indique un état particulier de l'atmosphère, dont l'existence est nécessaire pour que le phénomène ait lieu. Ainsi, la lune d'avril ne roussit pas plus les bourgeons nouveaux que l'abaissement ou l'élévation du mercure dans le thermomètre ne change la température dont ils constatent seulement les variations.

Le rayonnement, qui fait descendre la température des plantes au-dessous de celle de l'air atmosphérique, explique encore la propriété attribuée à la lumière de la lune de répandre de l'humidité sur les corps qui y sont exposés, et de hâter la putréfaction des matières animales. En effet, un corps exposé à l'air par un ciel serein, devenant plus froid que l'atmosphère environnante, celle-ci dépose sur sa surface une partie de son humidité; c'est ainsi, par exemple, que s'explique la formation de la rosée. Si, entre le corps et le ciel on place un écran qui intercepte la lumière des astres et les rayons lunaires, on empêche le rayonnement; les substances animales qu'ils venaient frapper ne s'empreignent plus d'une humidité étrangère, et l'on arrête les progrès de leur décomposition qui en est une conséquence inévitable. L'influence attribuée à la lumière de la lune, à cet égard, n'est donc pas absolument dénuée

de fondement, seulement on s'était trompé en prenant pour la cause du phénomène une circonstance qui n'en est qu'une indice.

Quant à l'influence qu'on attribue aux phases lunaires sur *la germination des semences*, sur *la croissance des plantes*, *la qualité des récoltes* et *des coupes de bois*, sur *la santé des hommes et des animaux*, en un mot, sur toute l'organisation végétale et animale, comme les preuves qu'on a produites à l'appui de cette opinion, sont loin d'être péremptoires, il serait inutile de nous arrêter sur l'explication de phénomènes dont l'existence même est contestée, et nous renverrons à deux excellents articles de MM. Olbers et Arago, publiés dans l'Annuaire du bureau des longitudes pour 1823 et 1833, ceux qui désireront plus de détails sur un objet qui est plutôt du domaine de la météorologie que de l'astronomie (1).

(1) Nous avons dit page 198, que la lumière de la lune n'exerçait sur les couleurs aucun effet appréciable. L'expérience sur laquelle cette opinion était fondée, et que nous avons citée, avait été faite par Laplace et M. Arago, avec une lentille de grande dimension, exposée aux rayons de la lune, et au foyer de laquelle on avait placé une plaque de chlorure d'argent. Soit que l'appareil ne fût pas assez puissant, soit qu'on n'eût pas laissé le chlorure assez longtemps en présence des rayons lunaires pour que leur influence pût se manifester, on n'avait remarqué en effet, dans le composé métallique, aucune altération sensible. Mais la conséquence qu'on en avait tirée sur l'impuissance des rayons lunaires, à altérer aucune des substances terrestres, doit être rejetée depuis les récentes découvertes de M. Daguerres. En appliquant à la lune l'ingénieux procédé par lequel il est parvenu à reproduire les images des objets terrestres par la fixation des rayons lumineux, il a réussi à obtenir des images de la lune, imparfaites il est vrai, mais qui suffisent pour démontrer que ses rayons n'ont pas une complète impuissance comme on l'avait supposé.

CHAPITRE VI.

DE LA TERRE.

Son immobilité n'est qu'apparente. — Mouvement de rotation sur son centre. — Mouvement de translation autour du soleil. — Mouvement des pôles. — Nutation de l'axe terrestre et précession des équinoxes. — Conséquences du mouvement de la terre. — Variations de la pesanteur. — Aberration de la lumière. — Vents alisés.

63. Avant de pénétrer plus loin dans l'étude des mouvements célestes, il faut revenir sur nos pas pour examiner avec plus de soin le globe d'où nous les observons. En effet, si, lorsqu'il s'est agi des étoiles, nous avons pu, à cause de leur immense éloignement, regarder la terre comme un point immobile dans l'espace, il n'en a plus été de même pour le soleil et la lune; les phénomènes changeant alors suivant les lieux que nous occupions sur la terre, nous avons dû avoir égard à ses dimensions, et si nous avons pu admettre encore comme un fait sa complète immobilité, c'est que nous n'avons considéré que

les mouvements de ces astres relatifs à nous et non leurs mouvements absolus. Mais nous n'aurions ainsi qu'une idée imparfaite de leur cours, et pour nous élever jusqu'au grand principe de l'univers, il faut que nous puissions démêler au milieu des apparences que nous présentent les corps que nous observons dans le ciel, les lois de leurs mouvements vrais, ce qui exige que nous soyons en état de fixer à chaque instant la position que nous y occupons nous-mêmes, si cette position n'est pas invariable, comme nous l'avons supposé jusqu'ici. Voyons donc comment avec le secours des notions que nous avons déjà acquises, et en prenant pour guide la vraisemblance et l'analogie, nous pourrons éclairer nos doutes à cet égard.

Mouvement de rotation.

Nos premières impressions nous avaient trompés sur la figure de la terre, nous l'avions crue une surface plane servant d'appui à toute la voûte du ciel, un examen plus attentif des phénomènes a bientôt redressé nos idées sur ce point, et nous a appris qu'elle avait la figure d'un globe isolé dans l'espace. Voyons si l'immobilité que nous lui avons supposée n'est pas de même une illusion de nos sens.

Si nous considérons que les étoiles, le soleil, la lune et les planètes sont des corps isolés et placés à des distances très-différentes de la terre, qu'en supposant la terre immobile au centre du monde, et le système entier

du soleil et des planètes en mouvement autour d'elle, nous serons obligés, pour expliquer les apparences du mouvement diurne, d'attribuer à chacun de ces astres un mouvement proportionnel à sa distance à la terre; que, par conséquent, le mouvement qu'il faudra supposer aux étoiles serait immense à cause de leur prodigieux éloignement de nous; que celui des planètes devrait varier comme leurs diamètres apparents, dont les changements prouvent qu'elles ne sont pas toujours à la même distance de la terre; que d'ailleurs la théorie de ces astres qui ont déjà, comme nous le verrons, un double mouvement, l'un de translation dans l'espace, l'autre de rotation autour de leur centre, se compliquerait bien davantage encore par ce troisième mouvement auquel il faudrait les soumettre; que les comètes, qui traversent l'espace dans toutes les directions, devraient être animées d'un mouvement pareil; que rien enfin ne serait moins vraisemblable que le parfait accord qu'il faudrait supposer entre les vitesses de tous ces corps de nature et d'éloignement si différents, pour qu'ils fissent tous dans le même temps, et d'une manière si uniformément invariable, leur révolution diurne autour de la terre; certes, pour peu que nous y réfléchissions, nous reconnaîtrons que, puisque les apparences sont absolument les mêmes, soit que le ciel entraîne tous ces astres autour de la terre supposée immobile, soit que la terre tourne en sens contraire autour de ses pôles dans l'espace de vingt-quatre heures, il est à la fois plus simple et plus vraisemblable d'attribuer à la terre ce dernier mouvement, qui nous permettra de regarder désormais les étoiles comme des

points invariables, et de faire participer les autres astres au mouvement diurne sans que leurs mouvements propres en soient nullement altérés.

Enfin, le mouvement de rotation de la terre acquerra tous les caractères de la certitude, quand nous nous rappellerons qu'on observe dans le soleil un mouvement de rotation semblable, et que nous verrons que toutes les planètes tournent de même sur leur centre dans un intervalle peu différent de la durée du jour.

Les mesures prises à la surface de la terre, et les voyages d'exploration autour du monde, ont prouvé que sa forme s'éloigne peu de la figure sphérique, le contour de son équateur est de 9000 lieues, de 2280, 32 toises chacune. Tel est donc l'espace qu'en vertu du mouvement de rotation de la terre, chacun des points de l'équateur doit parcourir en vingt-quatre heures, c'est-à-dire 375 lieues par heure, ou 238 toises environ par seconde. Cette vitesse, sans doute, paraîtra très-rapide au premier aperçu, mais elle n'a plus rien qui étonne l'imagination lorsqu'on la compare à la vitesse prodigieuse qu'il faudrait attribuer au soleil, si l'on supposait la terre immobile. En effet, la distance de cet astre à la terre étant au moins de trente-trois millions de lieues, pour qu'il parcourût en vingt-quatre heures un cercle qui aurait un pareil rayon, il faudrait supposer sa vitesse de 2500 lieues par seconde. La vitesse des étoiles devrait être incommensurablement plus grande encore. Ainsi donc, l'objection qu'on pourrait tirer de la grande vitesse que le mouvement de rotation de la terre communique à chaque point de sa surface, dans l'hypothèse de l'immobilité de la

sphère céleste, tombe d'elle-même devant le simple examen des conséquences qu'entraînerait l'hypothèse contraire.

C'est un principe fondamental de la mécanique, qu'un corps mis en mouvement par une impulsion quelconque se meut en ligne droite, tant qu'il n'est pas dérangé de sa direction primitive par l'action d'une force nouvelle. Tout mouvement curviligne suppose donc l'action de deux forces réunies, l'une employée à mettre le mobile en mouvement, l'autre à le retenir dans son orbite et à l'empêcher de s'éloigner à chaque instant en ligne droite suivant la tangente à la courbe qu'il décrit. C'est ainsi que l'on voit un projectile mu circulairement dans une fronde s'échapper avec vitesse dès que la main qui le retenait a lâché l'un des cordons de l'appareil. La force que le mobile exerce pour s'écarter du centre du mouvement est ce qu'on nomme *la force centrifuge*. Cette force doit être proportionnelle aux masses des corps qu'elle anime, et nous verrons par la suite qu'elle croît comme les carrés de leurs vitesses, c'est-à-dire que si la vitesse est double, la force centrifuge devient quadruple, et ainsi de suite. Qu'on juge donc quelle devrait être la puissance capable de balancer la force centrifuge du soleil, dont la masse est 354594 fois plus grande que celle de la terre, et la vitesse 24000 fois plus rapide. Où serait d'ailleurs le foyer de cette force et de celles qui contiendraient les étoiles et les autres astres? sans doute au centre des cercles respectifs qu'ils décrivent, c'est-à-dire sur l'axe du monde en des points fictifs qui ne sont le lieu d'aucun corps perceptible à nos sens. Enfin, contrairement

à toutes les lois de la nature, l'intensité de cette force devrait augmenter à mesure qu'elle s'écarterait de son centre d'action, pour que la révolution des astres les plus éloignés se fît dans le même espace de temps que celle des astres qui sont les plus voisins de nous. Ces difficultés inextricables disparaissent dès qu'on admet le mouvement de rotation de la terre.

La figure de notre globe n'est point parfaitement sphérique, le diamètre de l'équateur est un peu plus grand que celui des pôles, il a donc la forme d'un sphéroïde aplati dans le sens des pôles. Or, si l'on suppose que la terre a été originairement fluide, et que la matière qui la compose a pris en se refroidissant la consistance qu'elle a aujourd'hui, la force centrifuge, qui tend à écarter tous les éléments d'un corps de son axe de rotation, a dû élever les régions de l'équateur et abaisser celles qui sont situées sous les pôles. La figure de la terre, déduite de toutes les observations faites à sa surface, est donc encore une nouvelle preuve en faveur de son mouvement de rotation.

Ainsi donc, tout se réunit pour nous montrer que l'impression que nous recevons de la révolution diurne de la sphère céleste, n'est qu'une illusion de nos sens, semblable à celle qu'on éprouve à bord d'un vaisseau, lorsqu'en voyant fuir derrière soi les arbres, les édifices, les montagnes qui couvrent le rivage, on est tenté d'attribuer à la terre dont on s'éloigne, le mouvement par lequel on est soi-même emporté. Encore le navigateur a-t-il dans le souvenir des objets qu'il vient de quitter, dans la possibilité où il est de s'assurer à chaque instant

de la réalité de son mouvement, des raisons pour ne pas s'abandonner à l'illusion qui trompe ses yeux, tandis que nous qui ne jugeons jamais que par comparaison, entraînés avec tout ce qui nous environne à la surface de la terre et avec l'atmosphère elle-même, dans le mouvement général, nous ne trouvons autour de nous aucun phénomène pour nous avertir du mouvement propre de notre globe, ni dans le ciel aucun moyen de distinguer les mouvements réels des astres de leurs mouvements apparents. En effet, ils se présentent tous à nous successivement de la même manière dans les deux cas, et la seule différence, c'est que dans l'un ils viennent tour à tour traverser chacun des méridiens terrestres demeurés immobiles, tandis que dans l'autre, ce sont les méridiens qui se présentent successivement devant les astres qui sont fixes dans le ciel. Le raisonnement et le rapprochement des phénomènes peuvent donc seuls devenir ici pour nous ce que sont pour le navigateur l'expérience et les souvenirs; c'est à eux de nous prêter leur secours pour dissiper des idées fausses auxquelles la vivacité des premières impressions et les préjugés de l'ignorance donnent peut-être plus de force encore que les illusions de nos sens. Aussi, ce n'est qu'après une longue suite d'observations et de profonds calculs que l'astronomie est enfin parvenue à établir comme une vérité incontestable que *la terre tourne autour de l'axe du monde, dans l'espace de vingt-quatre heures, d'un mouvement uniforme et dirigé d'Occident en Orient, tandis que les étoiles demeurent immobiles dans le ciel.*

Mouvement de translation.

64. L'explication du mouvement diurne nous amène à examiner avec une nouvelle attention toutes les circonstances du mouvement annuel. Nous avons dit dans le chapitre IV, comment le mouvement annuel du soleil dans l'écliptique expliquait la succession des saisons et les variations que nous observons dans la durée du jour ; voyons si les mêmes apparences ne pourraient pas être représentées en supposant le soleil immobile, et en reportant en sens contraire à notre globe le mouvement que nous lui avions attribué.

Remarquons d'abord que si l'on imagine que la terre décrive un grand cercle de la sphère céleste, dont le soleil occupe le centre, l'observateur, placé à la surface du globe, verra successivement le soleil répondre précisément aux mêmes étoiles, et son mouvement apparent lui semblera, par conséquent, identiquement le même que lorsque nous supposions la terre immobile au centre du cercle, et le soleil en mouvement sur la circonférence. Ainsi, soit (*fig.* 49) ABCD l'orbite terrestre et PQRS le zodiaque, si la terre est en T, elle verra le soleil au point opposé A de l'orbite, elle le rapportera à l'étoile M du zodiaque ; lorsque la terre passe en T′, le soleil lui semblera en B, et elle le rapportera à l'étoile N du zodiaque ; le soleil lui paraîtra avoir décrit l'arc MN dans l'intervalle, absolument comme nous le jugerions si nous étions placés au centre du mouvement du soleil circulant autour de la terre. Ainsi donc, sous ce rapport, les appa-

rences sont absolument les mêmes dans les deux cas ; si la terre décrit véritablement l'écliptique par son mouvement annuel autour du soleil, en vertu de l'illusion qui nous fait transporter au soleil le mouvement en sens contraire dont la terre est animée, cet astre doit paraître décrire dans le même sens et dans le même intervalle de temps cette même courbe. Le lieu vrai de la terre et le lieu apparent du soleil seront toujours placés, sur la sphère céleste, aux extrémités d'un diamètre du même grand cercle.

Nous avons vu que, pendant l'intervalle d'une année, les pôles répondaient toujours à très-peu près aux mêmes points du ciel ; nous devons donc supposer que dans son mouvement de translation autour du soleil, l'axe de la terre, et par conséquent le plan de l'équateur qui lui est perpendiculaire, conservent toujours une direction à très-peu près parallèle pendant la durée de chaque révolution. Cela posé, soit (*fig.* 50) APBP′ le méridien, ACBD l'équateur, LCL′D l'écliptique, T la terre en un point quelconque de son orbite, T*p* l'axe de la terre, P le pôle boréal ; menons du centre du soleil au centre de la terre le rayon vecteur ST, l'angle *p*TS sera la distance du soleil au pôle, donnée par l'observation du soleil, en supposant la terre en mouvement dans l'écliptique ; si nous supposons, au contraire, la terre immobile en S, et le soleil en S′, l'angle PSS′ sera la distance apparente de cet astre au pôle à l'instant de son passage au méridien. Ces angles seront égaux entre eux, puisque PS et *p*T sont parallèles ; l'heure du passage et l'ascension droite qui s'en déduit, ainsi que les hauteurs méridiennes et les déclinaisons, seront donc

encore identiquement les mêmes dans les deux hypothèses.

Si nous nous transportons au centre du soleil en S, la longitude du rayon vecteur ST, sous lequel nous verrons la terre, sera égale à la longitude du rayon vecteur TS′, sous lequel de la terre on voit le soleil augmenté de 180°; quant à l'angle PST, ce sera la distance de la terre au pôle, et cet angle est supplément de l'angle PSS′ ou pTS, distance du soleil au même point. Si le premier angle est représenté par $90° - d$, le second le sera par $90° + d$, leur somme devant toujours être égale à 180°, d représente la déclinaison du soleil vue de la terre, ou la déclinaison de la terre vue du soleil; ces déclinaisons sont toujours égales, mais de signes contraires.

Ainsi donc, que la terre soit supposée immobile au centre des mouvements célestes, ou qu'au contraire l'immobilité soit reportée au soleil, et que la terre soit supposée circuler autour de lui, comme les autres corps planétaires, les phénomènes que nous offrent les mouvements apparents du soleil, relativement aux étoiles, seront absolument identiques, et nous n'aurons aucun changement à apporter aux résultats que nous avons obtenus des observations.

Puisque la position relative du soleil et de la terre demeure la même dans les deux cas, nous pourrions déjà conclure que les phénomènes qui résultent sur la terre des déplacements du soleil, dans la sphère céleste, n'éprouveront non plus aucune altération, quelle que soit celle des hypothèses à laquelle on s'arrête. Mais, pour mieux nous en convaincre, suivons la terre pendant l'une de ses révolutions annuelles, et voyons comment

ses déplacements dans l'écliptique doivent produire la succession des saisons et les variations de la durée du jour.

Soit AMBN (*fig.* 51) l'écliptique S le soleil placé au foyer, si nous supposons la terre en T, *pp'* étant l'axe des pôles, *p* le pôle boréal et *p'* le pôle austral, et que nous menions le rayon vecteur ST, ce rayon sera perpendiculaire au plan qui sépare l'hémisphère éclairé de la terre de celui qui est dans l'ombre. L'observateur placé au point *o*, où ce rayon traverse la terre, aura le soleil à son zénith, et par l'effet du mouvement de rotation de la terre autour de son axe *pp'*, tous les points placés sur le même parallèle verront successivement le soleil passer à midi verticalement sur leur tête. Si la terre avance de T en T', de manière que le rayon vecteur ST' devienne perpendiculaire à l'axe de rotation *pp'*, l'intersection de l'équateur et de l'écliptique restant toujours parallèle à elle-même, le rayon vecteur ST' se confond avec cette droite, le soleil se trouve alors dans le prolongement de l'équateur terrestre, et, par l'effet du mouvement diurne, tous les points placés sur l'équateur passent successivement sous le soleil; cet astre est alors dans l'équinoxe, et les jours sont d'égale durée pour toutes les régions du globe. Si la terre passe en T'', de manière que le rayon vecteur ST'' soit perpendiculaire à l'intersection de l'équateur et de l'écliptique, l'angle que forme ce rayon avec l'axe des pôles est à son *minimum*, la déclinaison du soleil, qui en est le complément, est donc la plus grande possible, ou de 23° 28', et tous les points du cercle tracé par le rayon vecteur ST'' à la surface de la terre, sont ceux qui voient le soleil

à leur zénith lorsqu'il est le plus rapproché du pôle; c'est alors que nous nous trouvons à l'époque du solstice d'été. La terre passant de T'' en T''', le rayon vecteur ST semble se rapprocher de la ligne *st* qui reste toujours parallèle à elle-même; au point T''', le soleil se trouve de nouveau dans le prolongement de l'équateur terrestre, et nous sommes arrivés à l'équinoxe d'automne. Enfin, la terre revenant en T, le plan qui passe par le rayon vecteur ST, et par l'axe des pôles, redevient perpendiculaire à l'écliptique, l'angle de ces deux droites mesure alors la plus petite distance à laquelle le soleil puisse être du pôle austral, il passe à midi au zénith des régions situées sur le parallèle distant de 23° 28' de l'équateur vers la partie australe du ciel, et nous nous trouvons arrivés au solstice d'hiver. Le rayon vecteur, mené du soleil à la terre, coupera donc sa surface en deux points différents au solstice d'été et au solstice d'hiver, les régions qui verront le soleil passer à midi à leur zénith auront à la première époque 23° 28' de latitude boréale, et à la seconde 23° 28' de latitude australe. Dans les points intermédiaires entre les deux solstices, on voit que le rayon vecteur ST prend successivement, par rapport à l'axe des pôles, tous les degrés d'inclinaison compris entre 90° — 23° 28' et 90° + 23° 28'. Or, l'angle STP est la distance polaire du soleil vu de la terre, sa déclinaison qui est le complément de cet angle, variera donc depuis zéro jusqu'à 23° 28' en plus ou en moins, et le soleil s'élèvera par conséquent à midi à la même hauteur sur l'horizon dans les différents lieux du globe pendant sa révolution annuelle, soit que l'on suppose la terre en repos, soit dans l'hypothèse de son mouvement autour du soleil.

Les saisons se succéderont dans le même ordre, leur durée ainsi que celle des jours, seront les mêmes dans les deux cas, et les explications que nous avons données de leurs inégalités dans le chap. IV s'appliqueront également bien aux deux hypothèses.

Si pour expliquer les apparences du mouvement diurne nous admettons le mouvement de la terre sur son axe, nous aurons levé le principal obstacle qui pouvait s'opposer à adopter le mouvement de la terre autour du soleil pour expliquer les apparences du mouvement annuel. En effet, après ce que nous avons dit sur le mouvement diurne, un simple examen des deux hypothèses qui font mouvoir le soleil autour de la terre dans un cercle incliné de 23° 28′ à l'équateur, et de celle qui attribue le même mouvement à la terre circulant autour du soleil immobile, doit suffire pour fixer nos doutes. Dans les deux cas, comme on vient de le voir, les phénomènes sont absolument les mêmes, la seule différence c'est que dans l'un c'est le soleil qui vient de lui-même occuper le lieu où nous le voyons dans le ciel, et que dans l'autre c'est la terre qui se place de manière à l'apercevoir dans le lieu du ciel où il nous apparaît ; c'est donc encore ici à la raison et à la vraisemblance à diriger notre choix. D'abord le volume du soleil étant tellement supérieur à celui de la terre qu'elle ne paraît qu'un atome auprès de lui, il serait peu rationnel de choisir entre deux corps de dimensions si différentes, celui dont la masse est à ce point inférieure à l'autre, pour le faire le centre des mouvements du second corps. L'on concevrait d'ailleurs presque aussi difficilement que lorsqu'il s'est agi du mouvement diurne, ou pourrait être le foyer

de la force immense nécessaire pour contenir dans son orbite une masse si prodigieuse et animée d'une si grande vitesse; dans le système opposé cette difficulté s'évanouit à l'instant.

L'analogie, qui, dans l'étude de la nature, est un guide qu'on doit souvent consulter à cause de l'admirable simplicité des moyens qu'elle emploie pour arriver à ses fins, vient encore à l'appui de cette hypothèse. En effet, nous verrons qu'on ne peut expliquer les mouvements observés des planètes qui sont entre le soleil et nous, qu'en leur supposant un mouvement de translation autour de cet astre, qui emporte avec lui tout le système autour de la terre. Un observateur placé à la surface de Vénus, verrait donc le soleil décrire le zodiaque dans un intervalle plus court qu'une année, et jugerait la terre et les autres planètes en mouvement autour de lui, quoiqu'il soit bien certain pour nous cependant que ce mouvement n'est qu'une apparence, et que c'est l'observateur lui-même et la planète sur laquelle il est placé qui circulent autour du soleil. N'est-il pas naturel, par conséquent, de croire que la même illusion qui le tromperait sur son mouvement réel, nous abuse également, et que le mouvement du soleil et des planètes autour de nous n'est semblablement qu'une apparence?

65. Cependant en déplaçant la terre du centre de l'univers où nous l'avions supposée immobile, nous ne devons pas éluder une difficulté que son mouvement autour du soleil doit nécessairement soulever. Nous avons vu que l'axe du monde autour duquel s'opère la révolution diurne de la sphère céleste, semblait toujours répondre

aux mêmes points du ciel. Cependant si le centre de la terre dans son mouvement de translation, parcourt une ellipse immense dont le demi-grand axe surpasse trente-trois millions de lieues, les pôles de l'équateur traceront sur la surface céleste une courbe semblable, et lorsque la terre passera du périgée à l'apogée, les pôles devront répondre à deux étoiles différentes et éloignées l'une de l'autre de *soixante-six millions* de lieues. Si nous n'apercevons donc aucun changement sensible dans la direction de l'axe de la terre, il en faut conclure que les dimensions de l'écliptique lui-même sont, comme celles de notre globe, des quantités très-petites relativement à la distance qui nous sépare des étoiles, et nous acquérons ainsi une preuve nouvelle de leur immense éloignement.

En effet, pour mesurer la distance des étoiles nous avions d'abord choisi la plus grande base que nous puissions trouver à la surface de la terre, son mouvement annuel nous en fournit une vingt-trois mille fois plus étendue dans le diamètre de l'écliptique. Soit donc (*fig.* 52) S le soleil, TET' l'orbe terrestre ou l'écliptique, et supposons que de deux points diamétralement opposés de cette courbe, on observe une étoile quelconque A, Tp étant la direction de l'axe terrestre, l'angle pTA sera la distance de l'étoile au pôle lorsque la terre est en T, et p'T'A ce que devient cet angle six mois après lorsque la terre passe en T', la différence de ces deux angles est égale à TAT', il faut donc pour que l'angle ATp soit égal à l'angle AT'p' que la distance TT' ou l'arc pp' soit une quantité infiniment petite relative-

ment au rayon AS de la sphère céleste; en effet, dans cette hypothèse les points T et T' se confondront avec le point S qui sera leur lieu moyen, et la position de l'étoile A relativement à la terre sera à très-peu près la même que si on l'eût observée du centre S du soleil.

L'angle TAS est ce qu'on nomme la *parallaxe annuelle* de l'étoile A, ou la *parallaxe du grand orbe*, c'est l'angle sous lequel un observateur placé à son centre verrait le rayon de l'écliptique; les observations les plus précises ont montré que cette parallaxe est insensible, et qu'elle ne s'éleverait pas même à 1″ pour les étoiles de la première grandeur, c'est-à-dire pour celles qui, selon toutes les probabilités, sont les plus rapprochées de nous. Ce résultat nous permet de reculer la limite que nous avions d'abord assignée à la distance des étoiles. En effet, dans le triangle SAT, les sinus des angles sont proportionnels aux côtés opposés, on aura par conséquent : *sin* A : *sin* S : : ST : AT. En faisant donc A de 1″ et supposant le triangle rectangle en T, ce qui donne *sin* S = *cos* A; cette proportion montre que ST est contenu environ 206265 fois dans AT, c'est-à-dire que la distance de la terre aux étoiles les plus voisines, est de 206265 fois plus grande que la distance de la terre au soleil. Nous avons vu que le demi-grand axe de l'orbe terrestre était de 24096 demi-diamètres de la terre, la distance des étoiles à la terre serait donc 4970156800 rayons terrestres, et comme la parallaxe annuelle ne s'élève certainement pas a 1″, les étoiles sont situées encore beaucoup au delà de cette limite.

Ainsi donc, à mesure que nous faisons de nouveaux

progrès dans la connaissance du mouvement des astres, les bornes de l'univers semblent reculer devant nous, et ce n'est pas sans doute un des moins merveilleux résultats de l'étude de l'astronomie, que de voir la carrière qu'elle embrasse s'agrandir sous nos yeux à mesure que la science nous apprend à la mieux connaître. Nous dirons dans la suite comment l'observation des phénomènes de la lumière permet de porter encore l'éloignement présumable des étoiles bien au delà du terme que nous venons de lui fixer; mais habitués par une plus longue pratique des observations célestes, à étendre successivement les bornes de l'espace, notre imagination n'aura aucune peine à admettre la possibilité de ces distances qui eussent confondu toutes nos idées par leur énormité, si elles nous eussent été présentées sans cette gradation nécessaire.

66. Nous avons supposé jusqu'ici que l'axe de la terre, dans son mouvement annuel, demeurait toujours parallèle à lui-même; si l'on regardait donc les dimensions de l'orbe terrestre comme un point matériel relativement à la distance des étoiles, il en résulterait que leur position rapportée à l'équateur demeurerait inaltérable, tandis qu'au contraire elles sont sujettes à un mouvement très-sensible en déclinaison et en ascension droite. Mais en parlant du phénomène de la précession des équinoxes, nous avons vu comment on le pouvait expliquer par l'hypothèse d'un mouvement très-lent de l'axe de la terre autour des pôles de l'écliptique; aussi bien qu'en supposant un mouvement général de la sphère étoilée autour de ces mêmes points. Or, les mêmes raisons qui nous ont

fait préférer l'hypothèse du mouvement diurne de la terre à celle du mouvement général du ciel, doit nous faire adopter celle du mouvement de l'axe terrestre comme la plus simple et la plus vraisemblable. En effet, si l'axe de la terre est immobile, il faut supposer que les étoiles et tous les astres sont comme attachés à la sphère céleste qui les entraîne dans son mouvement séculaire, tandis qu'un léger déplacement de l'axe terrestre explique à la fois et le phénomène général de la précession des étoiles et des autres astres, et les variétés des mouvements qui en résultent pour chacun d'eux en particulier, suivant leur distance du pôle. Enfin la cause physique qui produit le mouvement de l'axe terrestre, est facile à assigner, et se lie à celle des autres mouvements célestes, tandis que le déplacement de la sphère entière serait un phénomène isolé et dont l'explication paraîtrait très-difficile.

67. Nous voici donc conduits par une suite de raisonnements fondés sur l'observation des phénomènes et sur l'harmonie qui doit régner dans les œuvres de la nature, à attribuer au globe que nous habitons trois mouvements différents : 1° un mouvement de rotation dirigé en sens inverse du mouvement apparent de la sphère céleste, pour expliquer la révolution diurne de tous les astres; 2° un mouvement de translation autour du soleil immobile pour expliquer les apparences du mouvement annuel; 3° un mouvement très-lent des pôles de l'équateur autour de l'axe de l'écliptique, pour expliquer les phénomènes de la précession des équinoxes et de la nutation de l'axe terrestre. Sans doute cette idée du triple mouvement de la terre a dû étonner par sa nouveauté

et effrayer même, par son apparente complication, les premiers esprits auxquels elle se présenta, mais elle n'offrit plus rien d'extraordinaire lorsqu'une observation suivie des phénomènes eut fait remarquer des mouvements semblables dans les autres planètes. Chaque jour nous avons sous les yeux dans un jouet d'enfant, l'exemple d'un triple mouvement pareil, produit par une impulsion très-simple; n'est-ce pas ainsi, en effet, que l'on voit une toupie tourner autour de son axe, qui prend diverses inclinaisons sur un plan horizontal, tandis que son extrémité décrit sur ce plan une courbe quelconque. Nous adopterons donc désormais une hypothèse qui s'accorde déjà si bien avec tous les phénomènes observés, et qui acquerra un nouveau degré de certitude à mesure que nous avancerons dans l'étude des phénomènes célestes. Nous admettrons, en conséquence, comme une des lois fondamentales du système du monde, que *la terre circule dans l'écliptique d'Occident en Orient, en décrivant une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, tandis qu'elle tourne en 24 heures autour d'un axe qui demeure sensiblement parallèle à lui-même pendant la durée d'une révolution annuelle, mais qui change à la longue de direction, et décrit une circonférence entière en* 25,811 *ans, autour des pôles de l'écliptique.*

Ce principe qui explique, d'une manière si simple, toutes les apparences des mouvements célestes, en substituant le mouvement particulier de la terre au mouvement général de la sphère, et que l'on a nommé *système de Copernic*, n'est cependant qu'une opinion renouvelée des astronomes de l'antiquité. Elle fut autrefois enseignée par Pythagore et ses disciples, Archimède l'adopta

dans l'un de ses ouvrages, et Copernic, au XVII[e] siècle, n'eut que le mérite de la faire revivre et de l'appuyer sur des preuves désormais irrécusables. Que d'opposition cependant n'eut-elle pas encore à surmonter pour s'établir ? Galilée expia dans les cachots de l'inquisition le crime de l'avoir soutenue, et longtemps encore on préféra, comme on l'avait fait pendant tant de siècles, à ce système si naturel, si uniforme, cette inextricable complication de courbes et de mouvements qu'il fallait admettre pour expliquer la translation de tous les corps célestes autour de la terre immobile. C'est que cette illusion flattait notre vanité. Séduit par l'idée exagérée qu'il s'était faite de son importance dans l'œuvre de la création, l'homme aimait à se croire le centre de l'univers, et il a fallu toutes les lumières de la science pour lui apprendre enfin à mieux connaître le rang qui lui était assigné. A la distance qui nous sépare des étoiles, le soleil et tout le système planétaire disparaîtraient derrière le fil d'une de nos lunettes, qu'est-ce donc que ce système tout entier dans l'ordre général de l'univers? Quelle importance peut avoir en particulier le globe que nous habitons, l'un des plus petits des corps qui le composent ? et le moyen de croire que la nature ait dérogé en sa faveur à ses lois générales.

Toutefois, quoique nous ayons été forcés ici d'empiéter même sur l'ordre des phénomènes, pour établir dès l'abord ces vérités qui nous aideront à distinguer dans les mouvements planétaires dont nous allons bientôt nous occuper, les apparences qui résultent du mouvement propre du globe d'où nous les observons, nous continuerons cependant, en parlant des rapports mutuels du soleil et de la terre, à employer les termes consacrés par

l'usage, et que les astronomes eux-mêmes ont adoptés pour la simplicité du langage. Ainsi nous dirons *le lever* et *le coucher* du soleil, pour désigner l'instant où notre horizon, par l'effet du mouvement diurne, atteindra ou dépassera cet astre. Nous dirons encore quelquefois le mouvement *annuel* du soleil dans l'écliptique, quoique nous soyions assurés que cet astre est immobile et que c'est la terre qui circule autour de lui. Mais ces locutions peuvent, dans quelques occasions, abréger les explications et éclaircir les idées, et l'on peut les adopter sans crainte lorsqu'on ne s'occupe que des phénomènes qui dépendent de la position mutuelle de la terre et du soleil, et qui, par conséquent, demeurent les mêmes, quel que soit celui des deux astres qu'on suppose en mouvement autour de l'autre.

Conséquences du mouvement de la terre.

68. Nous venons d'établir le mouvement de la terre en nous appuyant sur l'exacte appréciation des phénomènes; cette question est du plus haut intérêt pour l'astronomie, non-seulement à cause de la simplicité qu'elle introduit dans les mouvements célestes, mais aussi parce qu'elle donne l'explication de plusieurs phénomènes qui, dans l'hypothèse de l'immobilité de la terre, sembleraient inabordables.

Le mouvement annuel de la terre fournit d'abord, comme on l'a vu, aux astronomes, pour mesurer les distances des corps célestes, une base plus étendue que celle qu'ils pouvaient se procurer sur la surface du globe.

Si l'éloignement des étoiles rend cet avantage illusoire pour la mesure de leurs parallaxes, il nous offre du moins

une confirmation nouvelle de l'idée que nous nous étions faite de leur immense distance. L'éloignement du soleil est aussi trop grand pour qu'on puisse employer ce moyen pour déterminer sa parallaxe, mais on peut s'en servir avec sûreté pour mesurer celles de la lune, des planètes les plus voisines de nous, et celle des comètes. Nous verrons d'ailleurs que lorsque la parallaxe d'une planète est exactement connue, on peut, par un calcul fort simple, en déduire la parallaxe du soleil et des autres planètes. On peut donc dire que la découverte du mouvement annuel de la terre dans l'écliptique a servi, quoiqu'indirectement pour le soleil et les planètes éloignées, à mesurer les distances des astres à la terre.

69. On a cherché dans les phénomènes que nous présente la chute des graves à la surface de la terre, une objection contre l'hypothèse de son mouvement de rotation. Si la terre, a-t-on dit, tourne en 24 heures sur son centre de l'Occident à l'Orient, une pierre qu'on abandonne à elle-même du haut d'une tour verticale, doit tomber à plusieurs toises du pied de l'édifice, si l'observateur est placé à l'Occident; elle doit se rapprocher de sa surface et même la frapper avant d'atteindre la terre, s'il est placé à l'Orient. On répond aisément à cet argument par l'exemple de ce qui arrive sur un vaisseau, dont on ne peut nier le mouvement, à une pierre qu'on laisse choir du haut d'un mât; sa distance du mât est la même à la fin de sa chute qu'au point de départ, quoi qu'elle dût, selon toute apparence, s'être accrue de tout le chemin que le vaisseau a parcouru dans l'intervalle. La raison en est simple, c'est que la pierre qui tombe du haut du mât, participe elle-même au mouvement du vaisseau, elle est

donc animée par deux forces, l'une la pesanteur, dirigée suivant la verticale AB (fig. 53), l'autre dirigée horizontalement, suivant BC, et dans le même sens que le mouvement du vaisseau, donc en vertu de la loi de la composition des forces, elle prendra la direction de la diagonale du parallélogramme ABCD, construit sur les deux lignes qui représentent ces forces, et tombera en B au pied du mât comme si le vaisseau était resté immobile. Ce que nous disons d'une pierre lancée du haut du mât d'un vaisseau, en marche, s'applique à un projectile qui tombe du sommet d'une tour à la surface de la terre.

Cependant, si la tour était assez élevée pour que le rayon mené du centre de la terre à son sommet, différât sensiblement du rayon terrestre, la vitesse dont la pierre lancée du haut de la tour serait animée parallèlement au mouvement de la terre, surpasserait celle des objets placés à sa surface, puisque les vitesses des corps situés à différentes distances de l'axe de rotation, sont nécessairement entre elles comme les circonférences des cercles que ces corps ont à parcourir. Si l'observateur est placé à l'Orient de la tour, la pierre doit s'écarter du pied de l'édifice au lieu de s'en approcher, comme on l'avait supposé d'abord par une fausse appréciation du phénomène. On conçoit combien des observations destinées à constater un pareil résultat, sont difficiles à exécuter à cause de la petitesse des dimensions que nous pouvons comparer à celles du globe; cependant on en a plusieurs fois tenté dans ce but, et toutes les expériences ont concouru à indiquer une déviation à l'est de la verticale, seulement les divers observateurs ont légèrement varié sur la quantité de ces écarts.

Ainsi donc l'objection même qu'on avait faite contre le mouvement diurne de la terre, en s'appuyant sur un phénomène que l'on n'avait point vérifié, est devenue un argument en faveur de ce mouvement quand les faits ont été mieux connus. Nous verrons souvent dans l'histoire de l'astronomie physique se reproduire des exemples de semblables péripéties, et c'est là sans doute la meilleure preuve que l'on puisse donner de la justesse des principes sur lesquels sa théorie est appuyée.

70. Nous avons nommé *force centrifuge* la tendance naturelle qu'a tout corps pesant mu circulairement à s'éloigner de l'axe de rotation. Nous avons vu comment cette force combinée avec l'adhésion de toutes les molécules de la terre, supposée originairement fluide, avait dû suffire pour produire son aplatissement. La figure de la terre ne serait point ainsi un phénomène purement accidentel, elle serait une conséquence forcée de son mouvement de rotation. La considération des effets produits par la force centrifuge nous conduit à une autre conséquence non moins importante. Par l'effet du mouvement de rotation de la terre, tous les corps de la nature doivent éprouver l'influence de cette force, et s'ils n'étaient retenus par l'action de la pesanteur, ils tendraient continuellement à s'écarter d'eux-mêmes de la surface terrestre; mais la force centrifuge croît avec la vitesse, elle doit donc varier sur les différents parallèles, elle est nulle aux pôles qui sont immobiles, elle est à son *maximum* pour les points de l'équateur qui décrivent les plus grands cercles possibles. Comme sa direction d'ailleurs doit toujours être perpendiculaire à l'axe de rotation,

l'angle qu'elle forme avec la verticale varie égalcment de l'équateur aux pôles, ce qui contribue encore à affaiblir son action à mesure qu'on s'approche de ces derniers points. En effet, l'action de la pesanteur est toujours dirigée suivant la verticale, et elle tend à rapprocher les corps du centre de la terre. A l'équateur, la force centrifuge est directement opposée à la pesanteur, à mesure qu'on s'éloigne de l'équateur, la force centrifuge diminue, et sa direction devient de plus en plus oblique à la verticale; son action, pour contrarier l'effet de la pesanteur, doit donc être de plus en plus affaiblie par ces deux causes, jusqu'à ce qu'aux pôles elle s'anéantisse tout à fait. Ainsi donc, si la terre tourne récllement sur son axe, les variations de la pesanteur des corps à sa surface, doivent en être une conséquence naturelle, et nous avons un moycn facile de le vérifier, puisque le même corps, transporté de l'équateur aux pôles, doit devenir de plus en plus pesant. On conçoit que, pour mesurer cet accroissement de la pesanteur, la balance ordinaire ne suffirait pas, parce que la gravité agissant de la même manière sur les corps placés dans les deux plateaux, leurs poids conserveraient toujours entre eux les mêmes rapports, et pourraient varier sans que l'observateur s'en aperçut. Mais l'application du pendule aux horloges nous offre un moyen de déterminer d'une manière très-précise les plus petites variations dans l'intensité de la pesanteur. En effet, plus le poids d'un corps augmente, plus sa chute doit s'accélérer; les oscillations du pendule doivent donc être d'autant plus rapides que la pesanteur est plus grande, et l'on pourra, par conséquent, d'après leur nombre dans un temps donné, juger des variations

qu'aura subies la pesanteur. En transportant ainsi un même pendule en différents lieux du globe, on a remarqué que la durée des oscillations allait toujours en diminuant à mesure que l'on s'éloignait de l'équateur, ou, ce qui revient au même, qu'on était obligé d'allonger continuellement le pendule pour qu'il battît toujours le même nombre de secondes par jour; car on sait n° 20 que les oscillations d'un pendule sont d'autant plus lentes que sa verge est plus longue (1). Richer, envoyé à Cayenne en 1762 par l'Académie des sciences pour y répéter quelques observations astronomiques, fit le premier cette observation importante; il s'aperçut que son horloge, réglée avant son départ, retardait d'une quantité sensible à la latitude de Cayenne, et il en conclut que l'intensité de la pesanteur était moindre dans le voisinage de l'équateur qu'à Paris.

Cette expérience souvent renouvelée depuis en différents lieux a confirmé ce résultat : elle a constamment montré que la pesanteur augmente de l'équateur au pôle, et la plus grande valeur qui a lieu au pôle, excède la plus petite qui a lieu sous l'équateur, de $\frac{1}{200}$ à peu près de la pesanteur totale (2). Il s'ensuit qu'un même

(1) Les durées des oscillations de deux pendules de longueurs différentes sont comme les racines carrées de ces longueurs, en supposant que la pesanteur qui les anime soit la même. Si au contraire les pendules sont de même longueur, et que la pesanteur qui les anime soit différente, la durée des oscillations est en raison inverse des racines carrées des pesanteurs. (*Voir* le chap. 1[er] de la deuxième partie.)

(2) Les variations de la pesanteur tiennent à deux causes : 1° à l'action de la force centrifuge qui s'oppose à l'action de la gravité,



corps pèse $\frac{1}{200}$ environ de moins à l'équateur qu'au pôle, en sorte que, en imaginant une balance dont le fléau soit égal au rayon de la terre, pour que deux corps homogènes situés à ces deux latitudes pussent se faire équilibre, il faudrait que le volume du corps placé à l'équateur fût de $\frac{1}{200}$ plus grand que celui qui occupe le pôle. La longueur du pendule à secondes, c'est-à-dire du pendule qui bat 86,400″ dans un jour moyen solaire, réduite au vide, à la température de la glace et au niveau des mers, est à Paris, c'est-à-dire à la latitude de 48°50′14″, d'après les dernières observations de Borda, de 440^{l}·569 ou 0^{met}, 993849; la longueur du même pendule dans des conditions semblables, serait à l'équateur de 439$_{l}$.111 ou 0^{met}, 990560, c'est-à-dire qu'il aurait plus d'une ligne de moins qu'à Paris, comme l'avait trouvé Richer. Tous ces phénomènes qui résultent de l'observation peuvent être considérés comme autant de preuves nouvelles du mouvement de rotation de la terre.

71. En parlant des étoiles nous avons dit qu'elles étaient sujettes à un mouvement apparent nommé *aberration*, dont nous nous sommes réservé d'expliquer plus tard les causes. Dans l'hypothèse du mouvement de translation de la terre autour du soleil, cette explication est facile, elle devient au contraire tout à fait impossible lorsqu'on suppose la terre immobile. En effet la perception que nous recevons d'un objet, paraît être produite par le choc des molécules lumineuses qui en émanent

et qui varie avec la latitude; 2° à ce que la terre n'étant pas un corps parfaitement sphérique, l'action qu'elle exerce sur les corps placés à sa surface, n'est pas la même en tous les lieux du globe.

sur les organes de la vision, et nous reportons l'objet sur le prolongement de la ligne droite suivant laquelle ces globules viennent frapper notre œil. La vitesse de la lumière n'est pas infinie comme on l'avait cru longtemps; Roëmer, astronome français, a montré que sa transmission est successive comme celle du son, quoique beaucoup plus rapide. Ainsi, lorsque nous apercevons un astre éloigné, nous ne le voyons jamais à la place qu'il occupe réellement à l'instant où sa lumière nous arrive, mais dans la position qu'il avait à l'instant qui a précédé celui-ci de l'intervalle de temps employé par la lumière à venir depuis l'astre jusqu'à nous. D'après cela, supposons (fig. 54) une étoile en E, et qu'un observateur se meuve de A en B suivant la ligne AB que nous regarderons comme un très-petit arc de l'orbite terrestre. Si la terre était immobile, l'observateur en A verrait l'étoile sur le rayon AE et la rapporterait toujours au point E, quelle que fût d'ailleurs la vitesse de la lumière, seulement il saurait qu'elle occupait la place où il la voit, plus ou moins de temps avant l'instant de l'observation, suivant l'intervalle que la lumière aura mis à parvenir de l'étoile jusqu'à lui. Mais si la terre change de position, et si la lumière a une vitesse comparable à celle de ce mouvement de translation, non-seulement il faudra avoir égard à la transmission successive de la lumière pour juger de l'instant véritable où l'étoile occupait la place où nous l'apercevons, mais la direction même du rayon lumineux qui en émane sera altérée, en sorte qu'il faudra tenir compte de cette déviation pour connaître la véritable position de l'étoile au moment de l'émanation. En effet, supposons qu'en vertu

du mouvement de la terre l'observateur passe de A en B pendant le temps que la lumière de l'étoile met à décrire la distance CB, le globule lumineux que l'œil de l'observateur pousse dans la direction AB, produit sur la vision la même sensation que s'il était poussé sur l'œil avec une vitesse égale et dans une direction opposée FBA, le globule frappe donc l'œil de l'observateur comme s'il était poussé à la fois dans la direction EB et dans la direction FB; il doit donc suivant la loi de la composition des forces en statique, le choquer comme s'il suivait la direction BD du parallélogramme BCDF construit sur les deux lignes BF et BC, de même que sur le tapis d'un billard une bille qui vient à être rencontrée par une autre bille, prend la direction intermédiaire entre sa direction primitive et celle du mobile qui l'a choquée. L'observateur arrivé en B verra donc l'étoile sur le prolongement de BD, c'est-à-dire qu'il la rapportera au point D comme il l'aurait vue, si la terre étant immobile, l'étoile avait un mouvement EE′ parallèle à la direction de celui de la terre dans l'écliptique. Cette déviation des rayons lumineux, qui nous fait rapporter les astres à un lieu du ciel différent de celui qu'ils occupent réellement, et qui n'est qu'une conséquence du mouvement de la terre combiné avec la transmission successive de la lumière, constitue le phénomène de l'*aberration*.

L'angle CBD mesure la distance de la position observée de l'étoile à sa position véritable, pour le déterminer dans le triangle CBD on a la proportion :

sin B : sin D :: CD : BC :: vites. de la terre ; vites. de la lumière.

L'angle CBD ou l'étendue de l'aberration, dépend donc du rapport de la vitesse de la terre à celle de la lumière, et varie avec la direction du rayon lumineux par rapport à l'orbe terrestre. L'angle CBD est à son maximum quand l'angle BCD est droit, c'est-à-dire lorsque le rayon lumineux est perpendiculaire à la direction du mouvement de la terre, on a alors $D = 90° - B$, $\sin D = \cos B$ et la proportion précédente donne tang. $B = \frac{\text{vitesse de la terre.}}{\text{vitesse de la lumière.}}$ D'après les observations les plus exactes, la lumière met 8′ 13″ à nous venir du soleil dans sa moyenne distance à la terre, c'est le temps qu'elle emploie par conséquent à parcourir le rayon moyen de l'écliptique : dans cet intervalle la terre décrit un arc de 20″,25 à raison de 360° en une année sidérale de 365j 25637. Cet arc converti en partie du rayon est égal à $\frac{1}{10186}$, la vitesse de la lumière est donc 10186 fois plus rapide que celle de la terre ; en supposant BD égal au rayon moyen de l'écliptique, BF ou son égal CD sera sensiblement égal à 20″,25; cet arc sera la mesure de l'angle CBD, ainsi donc, par l'effet de l'aberration, tous *les astres que nous observons se trouvent transportés en avant de leur lieu réel*, *parallèlement à la direction du mouvement de la terre*, *sans pouvoir cependant s'en écarter au delà de* 20″, 25.

La terre change continuellement de position dans son orbite, mais nous avons vu que la distance des étoiles est assez grande pour qu'on puisse supposer que la direction des rayons lumineux qu'elle nous envoie, reste toujours parallèle à elle-même pendant toute la durée d'une révolution annuelle. On peut d'ailleurs faire ici abstraction de l'excentricité de l'orbe terrestre, et considérer le mouvement comme uniforme; le rapport entre la vitesse

de la lumière et celle de la terre ne changeant pas, l'angle que forme la direction du rayon apparent avec le rayon vrai, serait toujours le même si ce dernier rayon conservait toujours sur l'écliptique la même inclinaison. Mais l'angle CBD (*fig.* 54) varie suivant la latitude de l'étoile, et suivant le lieu de la terre sur son orbite, l'*aberration* varie donc non-seulement d'une étoile à une autre, elle est encore différente pour la même étoile chaque jour de l'année; nous ne voyons donc jamais ces astres, ni dans leur véritable place, ni même deux jours de suite dans le même lieu, et la suite des points auxquels nous les rapportons forme dans le ciel des courbes qu'il s'agit de déterminer.

Considérons d'abord une étoile placée en E (*fig.* 55) au pôle de l'écliptique, soit ABCD l'orbite de la terre que nous regarderons comme circulaire, puisque nous faisons ici abstraction de son excentricité; la lumière émanée de l'étoile E nous arrivera toujours dans une direction parallèle à ES, mais par l'effet de l'aberration, l'étoile nous paraîtra toujours portée en avant de sa position véritable dans un plan perpendiculaire à l'écliptique et dirigé suivant la tangente à l'orbe terrestre. Ainsi, lorsque la terre se trouvera au point a,b,c,d, etc., l'étoile paraîtra successivement en e, e', e'', e''' etc., la ligne SE étant perpendiculaire à l'écliptique, la direction du rayon lumineux formera avec celle du mouvement de la terre un angle droit dans tous les points de l'orbite; l'angle de déviation *iah* où l'aberration, sera toujours le même et égal à 20",25, mais cet angle sera estimé en sens divers selon les directions relatives du mouvement de la terre et de celui de la lumière.

En suivant ainsi la terre pendant la durée de sa révolution, il est aisé de se convaincre que les apparences que nous présente l'étoile E, sont identiquement les mêmes que si elle décrivait autour de E sur la sphère céleste, dans l'espace d'une année et dans le même sens que le mouvement de la terre, un petit cercle parallèle à l'écliptique et d'un rayon égal à 20",25, mais en devançant toujours la terre de 90° sur cette orbite fictive. Ainsi, *abcd* (*fig.* 56) représentant cette orbite, lorsque la terre sera en A, l'étoile paraîtra en *b*, lorsque la terre sera en B, l'étoile paraîtra en *c* et ainsi de suite. Lorsque la latitude de l'étoile est comprise entre 90° et 0°, le rayon lumineux SE étant incliné sur le plan de l'écliptique, ce cercle se change en une ellipse par suite de l'obliquité du plan sur lequel nous le projetons. Le grand axe de cette ellipse situé dans un plan parallèle à l'écliptique, est toujours égal à 20",25, et le petit axe est égal à cette même quantité multipliée par le sinus de l'inclinaison du rayon lumineux sur l'écliptique ou par le sinus de la latitude de l'étoile; en nommant donc λ cette latitude, les deux axes de la petite ellipse seront 20",25 et 20",25 sin λ. Si l'étoile est située au pôle de l'écliptique, on a $\lambda = 90°$ et sin $\lambda = 1$; les deux axes sont donc égaux à 20",25 et la petite ellipse se change en un cercle comme nous l'avons vu. Le petit axe diminue ensuite à mesure que l'étoile se rapproche de l'écliptique: quand elle est située dans ce plan on a $\lambda = 0$ et sin $\lambda = 0$, la petite ellipse se réduit alors à une ligne droite, et l'étoile ne paraît plus qu'osciller de part et d'autre de sa position moyenne, en décrivant un arc dont l'étendue entière est de 40" $\frac{1}{2}$.

En suivant le mouvement des étoiles sur ces ellipses fictives, on parvient aisément à trouver les formules qui déterminent leur aberration en ascensions droites et en déclinaisons, et qui servent à corriger leur position apparente pour avoir leur véritable lieu. Si l'on compare ces formules aux mouvements apparents des étoiles déduits de l'observation directe, on s'assure que leurs résultats concourent non-seulement dans leur marche générale, mais qu'ils s'accordent encore à donner identiquement la même quantité 20″,25 pour le coefficient principal de l'aberration. Il ne peut donc rester aucun doute sur l'exactitude de cette théorie, et les mouvements apparents des étoiles, qu'on a nommés aberration, concourent à démontrer à la fois deux phénomènes extrêmement importants dans l'astronomie physique, le mouvement annuel de la terre et la transmission successive de la lumière.

Nous n'avons eu égard jusqu'ici qu'au mouvement de la terre autour du soleil, mais le mouvement de la terre sur son centre doit produire également une déviation dans la direction de la lumière des étoiles; il s'agit de savoir seulement si cette déviation est sensible. Pour cela, considérons une étoile équatoriale; il est évident que l'aberration qui résulte du mouvement diurne sera, à celle qui provient du mouvement annuel, dans le même rapport que les vitesses de ces deux mouvements, puisque la vitesse de la lumière ne change pas, quel que soit celui des deux cas que l'on considère. Or, chaque point de l'équateur, en vertu du mouvement diurne, décrit 360° dans l'espace d'un jour; la terre, en vertu de son mouvement annuel, décrit un arc de $\frac{360°}{365,25637}$ dans le

même intervalle; en nommant r le rayon de l'équateur et R le rayon moyen de l'écliptique, on a donc :

$$\text{mouv. diurne} : \text{mouv. annuel} :: r \times 360^\circ : R \times \frac{360^\circ}{365{,}25637}$$

d'où l'on tire $\frac{\text{mouv. annuel}}{\text{mouv. diurne}} = \frac{R}{r} \times \frac{1}{365{,}25637}$; si l'on nomme P la parallaxe du soleil, on aura $r = R \sin P$: nous avons supposé n° 43, $P = 8'', 6$; en substituant ces valeurs dans l'équation précédente, on trouve que le mouvement annuel est plus de 65 fois plus rapide que le mouvement diurne; l'aberration due à cette dernière cause est donc 65 fois plus petite que celle qui résulte de la première; en sorte que si l'aberration annuelle est supposée de 20″25, l'aberration diurne sera de 0″,31, quantité si petite qu'elle a échappé aux observations les plus exactes, et qu'on s'est abstenu jusqu'ici d'y avoir égard. L'aberration de la lumière qui fournit l'une des preuves les plus évidentes du mouvement annuel de la terre, est donc insuffisante pour prouver son mouvement diurne.

72. Dans le chapitre où nous traitons spécialement de la figure de la terre, nous examinerons avec quelques détails l'influence qu'a dû exercer à l'origine des temps, son mouvement de rotation sur sa constitution physique ; et nous verrons que ce principe, joint aux premières lois de la mécanique, suffit pour expliquer d'une manière très-vraisemblable les diverses transformations que le globe terrestre a subies depuis son état primitif jusqu'à celui où nous le voyons aujourd'hui. Mais nous ne terminerons pas ce que nous avons à dire ici sur les principales conséquences du mouvement de la terre, sans parler d'un

phénomène météorologique très-remarquable, dont le mouvement de rotation de la terre a encore donné l'explication; c'est celui des vents réguliers qui soufflent continuellement dans la même direction, dans les régions situées entre les tropiques. On sait que la cause générale des vents tient à une agitation qui se produit dans l'atmosphère par l'inégalité de température de ses parties constituantes. Suivant les lois de la statique, l'air, qui est le moins dilaté par la chaleur, et qui est par conséquent le plus pesant, doit tendre à occuper les régions atmosphériques les plus voisines de la terre, tandis que l'air plus dilaté doit s'élever dans les régions supérieures. Or le soleil, par sa présence continuelle, et par la perpendicularité de ses rayons, entretient toujours entre les tropiques une plus haute température que vers le pôle boréal ou austral; l'air échauffé des régions équatoriales s'élève, et est remplacé aussitôt par de l'air froid qui arrive des pôles; en sorte que de part et d'autre de l'équateur, il s'établit deux immenses courants, l'un venant du Nord et l'autre du Sud. La terre dans son mouvement de rotation entraîne avec elle l'air qui l'environne; si toutes les parties de l'atmosphère conservaient toujours la même densité, par leur frottement continuel sur la surface de la terre, elles se mettraient bientôt en équilibre, et chacune d'elles prenant une vitesse de rotation proportionnelle à sa latitude, elles finiraient au bout de quelque temps par tourner avec le globe, comme si elles ne formaient qu'un seul corps avec lui. Mais l'inégalité de température dans les différentes régions trouble continuellement cet état de calme; les particules d'air qui sont poussées des pôles vers l'équa-

teur ont une vitesse de rotation moindre que celle des points de la surface du globe qu'elles rencontrent sur leur passage, et le spectateur qui, entraîné par le mouvement de la terre de l'Ouest vers l'Est, vient à les rencontrer avant que l'équilibre ait pu s'établir, en reçoit la même impression que si la terre étant immobile, ces particules se portaient rapidement sur lui de l'Est à l'Ouest. C'est ainsi que des courants d'air qui ne produiraient que des vents nord ou sud, si la terre était immobile, se trouvant modifiés par son mouvement de rotation, forment en affluant dans les régions équatoriales ces vents permanents qui soufflent continuellement du nord-est dans l'hémisphère boréal, ou du sud-est dans l'hémisphère austral, et que l'on a nommés *vents alizés*.

A mesure que l'air dilaté dans les régions voisines de l'équateur, s'élève dans les parties supérieures de l'atmosphère, il repousse à droite et à gauche vers les pôles de la terre l'air qui l'environne, et il s'établit de cette manière des courants supérieurs dirigés en sens opposé à ceux qui ont lieu à la surface. Cet air des contre-courants se refroidit successivement, et redescend vers la surface de la terre pour remplir les espaces laissés vides par l'air qui s'est porté des pôles vers l'équateur; il s'établit ainsi une circulation continuelle entre les couches supérieures et les couches inférieures qui assure la permanence du phénomène. On conçoit, du reste, que les circonstances qu'il présente doivent varier avec les saisons, les circonstances locales, et les latitudes auxquelles on l'observe.

Si les molécules d'air étaient transportées tout à coup



des régions polaires vers les tropiques, l'inégalité entre leur vitesse de rotation et celle des points de la surface terrestre à cette latitude, au lieu de vents réguliers y produirait d'effroyables tempêtes, mais leur vitesse de rotation augmentant par leur contact avec la terre à mesure qu'elles s'éloignent des pôles, et les variations de cette vitesse devenant très-peu sensibles sur les parallèles voisins de l'équateur, la tendance de l'air à se porter de l'Est à l'Ouest doit diminuer à mesure qu'on se rapproche des contrées qui y sont situées, et sous l'équateur même les deux courants contraires se faisant à peu près équilibre, il y doit régner un calme constant. C'est en effet ce que confirme l'observation des *vents alizés*. Le voisinage des continents peut aussi modifier beaucoup leur force et changer même totalement leur direction; sur la côte occidentale du Mexique, de Panama à la péninsule de Californie, on a remarqué une inversion complète dans le vent alizé, et des navigateurs ont trouvé un vent d'Ouest à peu près permanent, là ou ils devaient s'attendre à voir régner le vent d'Est des régions équinoxiales. Mais tous ces faits ne doivent être regardés que comme des exceptions dues à des causes particulières, et l'explication du phénomène général fondée sur le mouvement de rotation de la terre, n'en conserve pas moins tous les caractères de la vraisemblance.

73. Nous venons de rappeler trois des plus belles découvertes qui aient été faites dans l'astronomie physique, pendant les deux derniers siècles, le mouvement de la lumière, la variation de la pesanteur, et l'aberration des

étoiles. Nous avons vu que ces deux derniers phénomènes résultaient nécessairement du double mouvement de la terre, et auraient pu parconséquent s'en déduire comme les conséquences forcées d'une vérité admise dès que le système de Copernic eut généralement prévalu dans le monde savant. Telle n'a pas été cependant la marche de ces grandes découvertes, le mouvement apparent des étoiles nommé aberration, résultat fort simple du mouvement de la terre combiné avec le mouvement progressif de la lumière, avait échappé aux savants célèbres du dix-septième siècle, et n'a été reconnu que par l'observation. Ce n'est même que cinquante ans après la découverte de ce mouvement, qu'on trouva la véritable explication du phénomène. La première idée de la diminution de la pesanteur à l'équateur; fut due uniquement à l'observation, tandis qu'elle était facile à prévoir d'après le mouvement déjà reconnu de la rotation de la terre. « C'est ainsi, dit Laplace, que la découverte des télescopes a suivi de près de trois siècles celle des verres lenticulaires et n'a été due qu'au hasard. Mais l'esprit humain, si actif dans la formation des systèmes, a presque toujours attendu que l'observation et l'expérience aient fait connaître d'importantes vérités, qu'un raisonnement fort simple eût suffi pour faire découvrir (1). »

(1) Diminution de la pesanteur à l'équateur (Richer), 1672. -- Vitesse de la lumière (Roëmer), 1675. — Aberration des étoiles (Bradley), 1728.

CHAPITRE VII.

DES PLANÈTES.

Caractères qui les distinguent des étoiles fixes. — Oppositions et conjonctions. — Mouvement direct et rétrograde. — Distances des planètes au soleil. — Planètes inférieures et supérieures. — Stations et rétrogradations. — Systèmes de Copernic, de Ptolémée et de Tycho-Brahé. — Théories particulières de toutes les planètes.

74. Nous avons dit, chapitre Ier, que les planètes se distinguent des étoiles fixes par un mouvement propre, indépendant du mouvement diurne, qui leur fait occuper continuellement de nouvelles places dans le ciel. Ces astres sont au nombre de onze, savoir :

Mercure,	*Vénus,*	*La Terre,*
Mars,	*Jupiter,*	*Saturne,*
Uranus,	*Pallas,*	*Cérès,*
Junon,	*Vesta.*	

Les six premières ont été connues de la plus haute antiquité parce qu'elles sont visibles à l'œil nu, et qu'il suffit de quelques jours d'observation pour reconnaître leurs déplacements. La découverte des cinq dernières est d'une date plus récente, et elle est due à l'invention du télescope, sans le secours duquel on ne les

aurait sans doute jamais aperçues. Uranus n'a été reconnu comme planète qu'en 1781, et les premières années de ce siècle ont été signalées par la découverte successive de Cérès, Pallas, Junon et Vesta.

Les planètes, à cause de leur proximité de la terre, présentent dans les lunettes un disque marqué, tandis que les étoiles n'en ont aucun; on peut aussi les reconnaître assez facilement à la vue simple : d'abord leur lumière n'a point de scintillement comme celle de ces astres, leur éclat est plus pâle en général, plus mat que celui des étoiles, et nous reconnaîtrons en effet que les planètes ainsi que les satellites dont quelques-unes d'entre elles sont accompagnées, ne brillent que de la lumière du soleil qu'elles réfléchissent, en sorte que dans le système solaire, cet astre a seul la propriété d'être lumineux par lui-même, c'est le foyer unique d'où la clarté se répand sur le système entier.

Les planètes se distinguent entre elles par leur marche, leurs apparences physiques et leur grandeur. La plus considérable est Jupiter, dont la masse surpasse trois cent trente-trois fois celle de la terre. Vient ensuite Saturne, dont la masse est le tiers à peu près de celle de Jupiter. La masse de Vénus est à très-peu près égale à celle de la terre, enfin les deux plus petites des planètes anciennement connues sont Mercure et Mars. La masse d'Uranus ne formerait pas la huitième partie de celle de Saturne, quant aux quatre planètes nouvellement découvertes, leurs masses sont très-peu considérables, et tout porte à croire, comme on le verra, qu'elles ne sont que les fragments d'une planète plus grande, qu'une violente commotion intérieure a brisée.

Les planètes, quelque position qu'elles occupent, sont toutes renfermées, Pallas excepté, dans une zone étroite de la sphère céleste que l'on a nommée zodiaque, comme nous l'avons dit chap. 1[er]. Cette zone est divisée en deux parties égales par l'orbe terrestre, ou l'écliptique. Les planètes s'écartent donc toujours très-peu de ce plan, les deux points où par l'effet de leurs déplacements, chacun de ces astres traverse l'écliptique, se nomment les *nœuds* de l'orbite, la droite qui joint ces points s'appelle la *ligne des nœuds*; quand une planète perce l'écliptique en passant de la partie du ciel située au sud de ce plan, dans la partie située au nord, on dit qu'elle est dans *son nœud ascendant*, le *nœud* est appelé *descendant* quand la planète redescend de la partie septentrionale dans la partie méridionale du ciel relativement à l'écliptique.

Quand une planète se trouve avec le soleil sur le même grand cercle qui passe par les pôles de l'écliptique, et qu'elle est placée du même côté que cet astre par rapport à la terre, on dit qu'elle est en *conjonction*; elle est en *opposition* lorsque se trouvant sur le même grand cercle que le soleil, elle est placée du côté opposé relativement à la terre. Quand les cercles de latitude menés par le soleil et par une planète, forment entre eux un angle droit, la planète est en *quadrature*. Dans les conjonctions, les longitudes de la planète et du soleil sont les mêmes, mais les latitudes peuvent être très-différentes, ce qui tient à ce que les planètes ne se meuvent pas rigoureusement, comme nous venons de le dire, dans le plan de l'écliptique; la planète et le soleil passent alors en même temps au méridien, ils ont même lever et même

coucher. Dans les oppositions, les longitudes des deux astres diffèrent de 180°, la planète passe donc au méridien à minuit, et c'est alors que son éclat nous paraît le plus vif. Dans les quadratures, les longitudes de la planète et du soleil diffèrent de 90° ou de 270°, et elle passe au méridien à six heures du matin ou à six du soir.

Lorsqu'une planète vue de la terre, semble répondre successivement à divers points du zodiaque, en suivant le même ordre des signes que le soleil dans sa révolution annuelle, c'est-à-dire en allant de l'Ouest à l'Est, on dit que le *mouvement* est *direct*, le *mouvement* est *rétrograde* lorsque la planète semble avancer en sens inverse dans le zodiaque, c'est-à-dire en marchant de l'Est vers l'Ouest.

Le soleil et la lune paraissent toujours avoir un mouvement direct; mais les planètes ont toutes un mouvement direct dans une partie de leur cours et un mouvement rétrograde dans l'autre.

75. La distance au soleil n'est pas la même pour toutes les planètes. On a nommé *planètes supérieures*, celles qui sont plus éloignées de cet astre que la terre; telles sont Mars, Jupiter, Saturne, Uranus et les quatre petites planètes, Cérès, Pallas, Vesta, Junon. Les planètes *inférieures* sont celles qui se trouvent situées entre le soleil et la terre, ce sont Mercure et Vénus. Voici, au reste, le tableau des différentes planètes rangées dans l'ordre de leur distance au soleil, la figure 57 nous représente la disposition du système planétaire qui en résulte.



☿	Mercure	0,387	⚳	Cérès	2,767
♀	Vénus	0,723	⚴	Pallas	2,768
♁	La Terre	1,000	♃	Jupiter	5,203
♂	Mars	1,524	♄	Saturne.	9,539
⚶	Vesta	2,373	♅	Uranus (1)	19,183
⚵	Junon	2,667			

C'est par une étude approfondie des mouvements planétaires, et par des méthodes que nous ferons connaî-

(1) Il y a un moyen très-simple de se rappeler d'une manière suffisamment exacte, les distances des planètes au soleil.

On écrit sur une ligne horizontale la progression 3, 6, 12, etc., en la faisant précéder de zéro :

0, 3, 6, 12, 24, 48, 96, 192.

On ajoute 4 à chacun de ces nombre et on les place au-dessous des signes qui désignent les planètes principales dans l'ordre de leur distance au soleil, on aura ainsi,

4,	7,	10,	16,	28,	52,	100,	196
☿,	♀,	♁,	♂,	⚳,	♃,	♄,	♅.

Ce tableau indique que si 10 est la distance de la terre au soleil, 4 sera celle de Mercure, 7 celle de Vénus, 16, 52, 100, 196 les distances respectives de Mars, Jupiter, Saturne et Uranus au même astre. La loi précédente avait été remarquée lorsqu'on ne connaissait encore que les anciennes planètes, et l'on avait pensé qu'il devait exister une planète inconnue entre Mars et Jupiter pour remplir la place restée vide dans la série des nombres; la découverte des petites planètes Cérès, Pallas, Junon, Vesta, est venue pleinement confirmer cette prévision.

tre, et qui ont exigé quelquefois toutes les ressources de l'astronomie théorique et pratique, que l'on est parvenu à fixer avec exactitude les nombres dont nous venons de présenter le tableau, mais il était nécessaire d'en avoir une idée avant de nous occuper de l'histoire particulière de chaque planète. On conçoit en effet que cette variété dans les distances de ces astres au soleil, et par conséquent à la terre, doit avoir une grande influence sur les idées que nous pourrions nous former de leur constitution physique, ou des lois qui les régissent, d'après leur grandeur, leur éclat ou leurs mouvements apparents. C'est là, en effet, comme on le verra, la principale cause de la diversité des phénomènes que leur marche nous présente, et qui ont si longtemps embarrassé les astronomes jusqu'au dix-septième siècle, où Copernic en donna la véritable explication.

En effet, tous les mouvements de ces astres que nous avons nommés planètes à cause de leur mobilité, vont nous paraître irréguliers, bizarres, souvent même inintelligibles, tant que nous regarderons la terre comme le centre fixe autour duquel ces mouvements s'effectuent; mais ils nous sembleront, au contraire, d'une parfaite régularité et soumis à une loi commune du moment que nous nous transporterons dans le soleil pour les observer. Il convient donc avant de nous, occuper d'aucun d'eux en particulier, de nous former à l'avance une idée exacte des phénomènes généraux que doit présenter à un observateur placé à la surface de la terre, une planète qu'on supposerait tourner autour du so-

leil dans une orbite à peu près circulaire. L'étude spéciale que nous ferons ensuite de chaque planète en deviendra plus facile, et il nous suffira alors d'exposer successivement les phénomènes observés, pour que chacun puisse aussitôt reconnaître les mouvements réels à travers les illusions que les mouvements apparents peuvent produire.

On distingue quatre espèces de révolutions planétaires: la révolution *tropique* ou l'intervalle compris entre les retours d'une planète au même équinoxe pour un spectateur placé au centre du soleil; la révolution *sidérale*, ou le temps qu'elle lui paraîtrait employer à revenir à la même étoile; la révolution *anomalistique*, ou l'intervalle que met la planète à revenir au même point de son orbite; enfin, la révolution *synodique* est l'intervalle qui ramène, pour un observateur placé au centre de la terre, la planète en conjonction avec le soleil; le mouvement propre d'une planète se nomme *géocentrique* ou *héliocentrique*, selon qu'il est vu du centre de la terre ou du centre du soleil.

76. Il existe entre les distances des planètes au soleil, et les mouvements qui les transportent dans les divers lieux du ciel, une relation générale dont nous parlerons plus tard, et qui permet de déterminer le moyen mouvement d'une planète dans un temps donné, lorsque sa distance au soleil est connue, et réciproquement; mais, pour le moment, il nous suffira d'énoncer comme un fait qui résulte des premières observations du cours des planètes, que le moyen mouvement de chacun de ces astres est d'autant plus rapide que l'astre est plus voisin du soleil, en sorte que les plus éloignés sont à la fois ceux qui se

meuvent le plus lentement, et qui ont les plus grands espaces à parcourir pour accomplir une révolution entière, ou pour revenir au même point du ciel dont ils étaient partis (1).

Cela posé, considérons d'abord une planète inférieure, c'est-à-dire une planète dont la distance au soleil est moindre que celle de la terre, Mercure ou Vénus, par exemple. L'orbite que la planète est supposée décrire autour du soleil, sera enveloppée de toutes parts par l'orbite de la terre ou par l'écliptique; soit donc S le soleil (*fig.* 58 bis), *abcd* l'orbe de la planète, ABCD celui de la terre, LMNPQ le zodiaque. La planète étant en *a*, la terre en A, l'observateur placé à sa surface rapportera la planète au point L du zodiaque ; quelques jours après, la planète étant passée au point *b*, et la terre, qui se meut plus lentement, étant parvenue au point B, la planète paraîtra avoir décrit sur le zodiaque l'arc LH d'un mouvement rétrograde, c'est-à-dire dirigé d'Orient en Occident, ou contre l'ordre des signes. Dans l'intervalle que la planète a mis à passer du point *a* au point *b*, il y a eu un moment où elle s'est trouvée sur la même ligne droite avec le soleil et la terre; la planète passait alors au méridien à midi en même temps que le soleil; son lever et son coucher coïncidaient avec ceux de cet astre; elle était donc confondue dans ses rayons et devait être invisible pour l'observateur. La planète était alors en conjonction, et

(1) Ainsi la distance de Jupiter au soleil étant 5,203 fois celle de la terre, la durée de sa révolution est de 4332 j. 58 ou de près de 12 années, et celle de Saturne au même astre étant 9,539 fois celle de la terre, la durée de sa révolution est de 10759 j. 21, ou de 29 ans et demi à peu près.

comme elle se trouvait plus voisine de la terre que le soleil, cette conjonction se nomme *conjonction inférieure*. La terre étant arrivée en C et la planète en *c*, de sorte que le rayon visuel C*c* soit tangent à l'orbite de la planète, elle paraîtra pendant quelques jours se mouvoir sur cette droite qui se confond dans cet intervalle avec l'élément de la courbe que la planète décrit; l'observateur la rapportera donc pendant quelques jours au même point du ciel, elle lui paraîtra à très-peu près immobile, et l'on dit alors qu'elle est *stationnaire*. Lorsque la planète, en passant de *c* en *d*, s'est trouvée sur la même ligne droite que le soleil et la terre, et plus éloignée de la terre que le soleil, on dit qu'elle était en *conjonction supérieure*. Tandis que la planète a marché de *c* vers *d*, elle paraît avoir décrit sur l'écliptique l'arc NQ d'Occident en Orient, ou selon l'ordre des signes, elle semblera donc avoir un *mouvement direct* depuis le point où elle était stationnaire jusqu'à la conjonction supérieure, et ce mouvement *direct* continuera jusqu'à ce que la planète soit arrivée en *e* et la terre en E, en sorte que le rayon visuel E*e* soit tangent à l'orbe de la planète. Alors son mouvement, qui s'est ralenti de plus en plus, semblera avoir cessé tout à fait; la planète paraîtra *stationnaire* pendant quelques jours, puis elle repassera du mouvement direct au mouvement rétrograde en s'avançant vers la conjonction inférieure, suivant les mêmes lois que dans la révolution précédente.

Si la terre conservait toujours la même position dans l'écliptique, tandis que la planète accomplit sa révolution dans son orbite, l'observateur placé sur le globe en X, par exemple, verrait la planète décrire dans le zodiaque

un arc peu considérable, tantôt d'un côté du soleil, tantôt du côté opposé; elle lui paraîtrait donc ne point s'écarter de cet astre et ne faire autour de lui que des oscillations d'une étendue limitée, comme le balancier d'une pendule autour du point de suspension. Or, il est aisé de concevoir, d'après ce que nous venons de dire, que le mouvement de la terre ne fait que changer légèrement ces apparences et agrandir l'étendue des oscillations qu'on observerait si la terre était immobile; les planètes inférieures doivent donc nous paraître comme des satellites qui accompagnent toujours le soleil et qui ne font que de courtes excursions des deux côtés de cet astre, d'un mouvement tantôt direct, tantôt rétrograde, le passage d'un de ces états à l'autre étant toujours précédé d'un moment où la planète paraît stationnaire. Il est encore à remarquer que toutes les apparences que nous offre le mouvement des planètes inférieures, seraient exactement représentées, en supposant la terre immobile, le soleil circulant autour d'elle dans l'écliptique, et en faisant mouvoir la planète dans une orbite dont le soleil occuperait le centre. Cette dernière explication des diverses circonstances du mouvement des planètes inférieures est celle qui se présente d'abord à l'esprit, mais elle ne s'appliquerait pas au mouvement des planètes supérieures, et c'est sans doute pour établir l'uniformité entre toutes les parties du système que les premiers astronomes eurent recours à d'autres hypothèses.

77. Considérons maintenant une planète supérieure dont ABCD (*fig.* 58) représentera l'orbite, *abcd* étant celui de la terre. La terre étant en *a*, supposons la planète en A; en prolongeant jusqu'au ciel le rayon visuel A*a*, la planète

nous paraîtra au point L du zodiaque; si pendant que la planète passe de A en B, la terre demeurait immobile, elle nous paraîtrait alors correspondre au point M; mais pendant que la planète décrit l'arc AB, la terre, dont le mouvement est beaucoup plus rapide, passe du point *a* au point *b*, et la planète paraît avoir décrit sur le zodiaque l'arc LH beaucoup plus grand que LM, en sorte que le mouvement de la terre semble s'ajouter au mouvement de la planète; dans cet état la planète se meut dans l'ordre des signes, son mouvement est donc direct, et le mouvement de la terre doit nous le faire supposer plus grand qu'il ne l'est en effet. Entre les positions A et B, la droite qui joint la terre et la planète a passé par le soleil; la planète était alors dans sa conjonction, se levant et passant au méridien au même instant que le soleil; elle devait donc disparaître dans les rayons de cet astre et demeurer invisible pour l'observateur placé à la surface de la terre.

La terre étant parvenue au point *c* et la planète en C, de manière que la droite C*c* soit tangente à l'orbite *abcd*, pendant le temps que la terre décrira l'arc *cc'*, qui semble confondu avec la tangente C*c*, la planète pouvant être considérée comme immobile, nous la rapportons à peu près au même point N du ciel, et pendant quelques jours, par conséquent, la planète nous paraîtra *stationnaire*.

Mais la terre étant arrivée au point *d* et la planète en D, nous la rapporterons au point O du zodiaque, et elle nous paraîtra avoir *rétrogradé* suivant l'arc NO, quoique son mouvement, vu du centre du soleil, ait été constamment dirigé dans l'ordre des signes. Le mouvement

continue à être rétrograde les jours suivants, la terre étant en *t*, et la planète en T, elle sera en opposition avec le soleil, elle passera au méridien à minuit, et brillera de son plus grand éclat; les jours suivants la planète paraîtra rétrograder de plus en plus jusqu'à ce que la terre étant arrivée en *e*, la planète en E, la droite qui les joint devient de nouveau tangente à l'écliptique, la planète paraît alors quelques jours stationnaire, comme lorsque la terre était au point *c*, et elle reprend ensuite son mouvement direct jusqu'à ce que le rayon visuel qui la comprend, soit de nouveau tangent à l'orbite terrestre.

78. Ainsi donc par la seule disposition du système solaire, et les rapports des moyens mouvements planétaires entre eux, les planètes supérieures comme les planètes inférieures, doivent nous paraître tour à tour *directes*, *stationnaires*, ou *rétrogrades*; mais une distinction importante existe entre ces mouvements, les planètes supérieures peuvent s'écarter à toutes les distances angulaires du soleil, tandis que les planètes inférieures ne s'en éloignent jamais au delà de certaines limites; leur plus grand écart qu'on nomme *digressions* ou *élongations* est l'angle sous lequel le rayon de l'orbite qu'elles décrivent autour du soleil serait vu de la terre (1). Il suit de là qu'une planète inférieure ne peut jamais se trouver en opposition avec le soleil, c'est-à-dire placée de

(1) Dans le triangle STP (*fig.* 59) formé par les droites qui joignent les centres du soleil, de la terre et de la planète, les trois côtés sont les distances variables du soleil, de la terre et de la planète. L'angle au soleil TSP se nomme *commutation*, l'angle à la terre STP est l'*élongation*, enfin l'angle à la planète SPT est la *parallaxe annuelle* ou *parallaxe du grand orbe*, c'est l'angle sous lequel le

manière que la terre soit interposée entre elle et cet astre, ainsi que cela arriverait si la terre était le centre de son mouvement comme elle l'est de ceux de la lune.

Le mouvement rétrograde pour les planètes inférieures précède et suit la conjonction inférieure ; ces planètes sont directes dans le reste de leur cours. Les planètes supérieures sont directes dans les conjonctions et rétrogrades avant et après les oppositions.

Le passage du mouvement direct au mouvement rétrograde, et réciproquement du mouvement rétrograde au mouvement direct, est précédé d'un moment où la planète paraît immobile, c'est ce qu'on appelle sa *station*. On a vu que ce phénomène dépend uniquement de la position relative de la terre et de la planète, et ne tient à aucune circonstance particulière qui ralentisse son mouvement. L'arc compris entre les deux stations et que la planète semble décrire par un mouvement contraire à l'ordre des signes, se nomme l'*arc de rétrogradation*. Cet arc n'est pas le même pour toutes les planètes, il dépend de leur distance au soleil, et il est d'autant plus considérable que la planète est plus éloignée de cet astre.

Dans tout ce que nous venons de dire nous avons supposé que les orbites des planètes étaient des cercles, et que leurs mouvements s'effectuaient sur le plan de l'écliptique; cette hypothèse n'est pas rigoureusement

rayon de l'écliptique serait vu du centre de la planète. Dans le triangle SPT, on peut calculer toutes les parties du triangle, quand un côté et deux autres parties sont connus. Vu des étoiles, le triangle compris entre le soleil, la terre et la planète, ne paraîtrait qu'un seul et même point.

exacte, les orbes planétaires s'écartent tant soit peu de la figure circulaire, et les plans qui les renferment sont légèrement inclinés au plan de l'écliptique. Mais les petites différences entre notre supposition et la réalité n'apportent que de faibles modifications dans les phénomènes, et elles ne peuvent les altérer d'une manière très-sensible. Ainsi donc ces changements de direction que l'observateur placé sur la terre remarque dans les mouvements des planètes ne sont qu'apparents. Du centre du soleil ces mouvements paraîtraient tous dirigés dans le même sens de l'*Orient à l'Occident*; les inégalités que nous y remarquons résultent de la position et des mouvements de la terre d'où nous les observons, et ces phénomènes sont aussi simples lorsqu'on regarde avec Copernic le soleil comme le centre du système planétaire, qu'ils ont dû paraître compliqués aux premiers observateurs du point de vue d'où ils les considéraient.

79. Les anciens astronomes supposaient la terre immobile, et faisaient tourner autour d'elle le soleil et les planètes; le soleil dans un orbite circulaire, les planètes dans des cercles dont les centres mobiles roulaient eux-mêmes sur d'autres cercles qui avaient, comme l'orbe solaire, la terre pour centre. Ptolémée adopta cette hypothèse qu'il trouva établie par ceux qui l'avaient précédé, il la perfectionna et en fit un système complet auquel il a donné son nom. Il est curieux de voir comment on était parvenu à expliquer dans ce système les irrégularités apparentes des mouvements planétaires. Supposons qu'il s'agisse d'une planète supérieure que nous concevrons en mouvement sur le cercle OQ (*fig.* 60) dont le centre décrit le cercle CB. Le cercle mobile OQ est ce

qu'on nomme en géométrie un *épicycle*. Au moment de l'opposition plaçons la terre en T, le soleil en S, et la planète qui brille alors de son plus grand éclat, dont le diamètre apparent est à son *maximum* et qui est par conséquent dans sa plus courte distance à la terre, sur le prolongement de la ligne ST en O. Supposons que quelques jours après le soleil se trouve en S' et que le centre de l'épicycle avance de C en B. Si la planète avait conservé sa première position, elle se trouverait en O' sur la ligne TB ; mais Ptolémée, pour expliquer sa rétrogradation apparente dans le voisinage de l'opposition, suppose qu'elle parcourt le cercle OC d'un mouvement dirigé dans le même sens que celui du centre de l'épicycle, c'est-à-dire, en avançant de O'P' ; et pour trouver sa position il mène le rayon BP' parallèle à TS' et place la planète en P', en sorte qu'elle paraît avoir décrit l'arc O'P' dans le même intervalle que met le centre de l'épicycle à passer de C en B'. En supposant donc que le premier mouvement soit beaucoup plus rapide que le second dans le voisinage de l'opposition, l'arc OO' étant très-petit, la planète correspondra à un point du ciel placé à l'occident du point O, elle paraîtra donc avoir rétrogradé. A mesure que la planète s'éloigne de l'opposition, la vitesse de son mouvement rétrograde semble diminuer ; elle se réduit enfin à zéro, et après être restée quelques heures ou quelques jours stationnaire, la planète reprend son mouvement direct. Lorsqu'elle se trouve dans le prolongement de la droite menée du soleil à la terre et dans le point le plus élevé de son épicycle, elle est alors à sa plus grande distance de nous, et son mouvement propre, s'ajoutant à celui du

centre de l'épicycle pour former son mouvement apparent, ce mouvement est direct et le plus grand possible. Il diminue ensuite progressivement à mesure que la planète redescend vers le point O, devient nul, et se change en un mouvement rétrograde lorsqu'elle revient vers l'opposition. Or, pour qu'à chaque nouvelle opposition la planète se retrouve au point le plus bas de son orbite, ou dans sa plus grande proximité de la terre, conformément à ce qu'indique l'observation de sa lumière et de ses diamètres, il faut supposer qu'elle décrit l'épicycle dans l'intervalle de deux oppositions; si le centre de l'épicycle était immobile, il est clair que cet intervalle serait celui d'une révolution du soleil; mais, comme ce centre varie dans cet espace de temps, il faudra que le mouvement de la planète soit l'excès du mouvement du soleil sur celui du centre de son épicycle, pour qu'elle se retrouve toujours au point le plus bas de son orbite, au moment de l'opposition. Ptolémée donnait au centre de l'épicycle le mouvement qui ramène la planète à la même position sidérale; son mouvement sur l'épicycle était donc la différence du mouvement moyen du soleil au mouvement moyen de la planète, et c'est ce qui résulte en effet de la construction par laquelle il détermine sa position; car en prolongeant BT jusqu'en B' on a $P'BO' = S'TB' = STS' - STB' = S'TS - BTC$.

Dans le système de Copernic, le soleil étant immobile en S, soient au moment de l'opposition la terre en T, la planète en O; au bout d'un temps quelconque supposons la terre en T' et la planète en P, formons en joignant ces trois points le triangle ST'P, l'angle PST' est égal au mouvement de la terre, moins celui de la planète

dans leurs orbites respectives, cet angle est donc précisément égal à l'angle TBP′, et l'on voit que le triangle TP′S′ a ses trois côtés parallèles à ceux du triangle SPT′, en sorte qu'ils sont semblables, et même identiquement égaux si l'on suppose ST=BO′, c'est-à-dire le rayon de l'épicycle qui est arbitraire, égal au rayon de l'orbite terrestre. Ainsi, l'angle à la terre S′TP′, dans le système de Ptolémée, devait être continuellement égal à l'angle STP dans le système de Copernic, et déterminé par conséquent par les mêmes formules.

Pour les planètes inférieures, on peut expliquer de même leurs stations et leurs rétrogradations, il suffit de supposer (fig. 61) que les centres des épicycles qu'elles décrivent, se meuvent sur des cercles tracés de la terre comme centre et avec des vitesses égales à celle du soleil dans son mouvement annuel. On voit que, par cette supposition, le centre C de l'épicycle, le soleil S et la terre T, se trouvent toujours sur la même ligne droite, et la planète est continuellement renfermée dans l'angle compris entre les deux tangentes menées de la terre à son épicycle, la grandeur de cet angle dépendant du rapport qu'on établit entre le rayon de l'épicycle et le rayon du cercle sur lequel son centre se meut. On voit ainsi pourquoi les planètes inférieures ne font qu'osciller autour du soleil dans des limites qu'elles ne peuvent franchir, et l'on explique avec la même facilité leurs mouvements alternativement directs et rétrogrades, en supposant que, placées au point le plus bas au moment de la conjonction, elles décrivent l'épicycle avec une vitesse égale à l'excès de leur mouvement propre sur le mouvement du soleil.

Les anciens astronomes ont donc pu rendre compte

d'une manière satisfaisante des mouvements apparents des planètes, de leurs stations, de leurs rétrogradations, etc., etdéterminer, même par des formules exactes, les durées et l'étendue de ces mouvements. Pour cela, il suffisait de connaître le rapport du rayon de l'épicycle à celui du cercle sur lequel il se meut, rapport qui est le même que celui des distances moyennes de la planète au soleil et à la terre, et que Ptolémée détermina par l'observation des mouvements avec une exactitude suffisante. Mais comme il n'avait en sa puissance aucun moyen de mesurer les distances absolues, il choisit arbitrairement les rayons des épicycles, en ayant soin seulement de disposer les planètes entre elles dans l'ordre de la durée de leur révolution, jugeant avec raison que les plus éloignées étaient celles dont les conjonctions revenaient à de plus grands intervalles. Il plaça donc Mercure et Vénus au-dessous du soleil et au-dessus de la lune, qui en occultant fréquemment les étoiles, le soleil et les planètes, montrait assez qu'elle était plus rapprochée de nous que ces astres, vinrent ensuite Mars, Jupiter et Saturne; cet arrangement satisfaisait à l'explication de tous les phénomènes connus de son temps, mais l'observation des phases des planètes que l'invention des lunettes a fait découvrir, rend ce système non-seulement insuffisant, mais encore tout à fait inadmissible. Ainsi en plaçant les épicycles de Vénus et Mercure entre le soleil et la terre, il est clair que, dans les conjonctions supérieures comme dans les conjonctions inférieures, ces deux planètes doivent passer comme des points noirs sur le disque du soleil, nous avons vu au contraire qu'il n'y a de passage que dans les conjonctions inférieures, et que dans les conjonctions su-

périeures le disque solaire nous paraît entièrement éclairé, ce qui prouve que les orbites de ces deux planètes embrassent nécessairement le soleil, et que par conséquent il est le centre de leurs mouvements.

80. On a remarqué toutefois qu'une correction bien simple suffirait pour rendre au système de Ptolémée une exactitude exigée par les observations modernes; il suffirait de donner pour rayons aux cercles que décrivent les centres des épicycles de chacune des planètes inférieures, la distance du soleil à la terre, et aux épicycles eux-mêmes la distance de la planète au soleil. Quant aux planètes supérieures, on supposerait les rayons de leurs épicycles égaux à la distance de la terre au soleil, et l'on donnerait pour rayons aux cercles sur lesquels ils se meuvent, la distance de la planète au soleil; ce changement est permis, puisque, dans son système, Ptolémée fixe seulement le rapport des rayons des épicycles aux distances de leur centre à la terre, et n'indique pas leur grandeur absolue. On voit que, par cette correction, les planètes inférieures circulent autour du soleil qui les emporte avec lui dans son mouvement annuel, et nous avons fait observer n° 76 que les phénomènes que nous présentent leurs mouvements pouvaient s'expliquer aussi bien dans cette hypothèse ou dans celle où l'on suppose, avec Copernic, le soleil immobile et la terre en mouvement autour de lui. Quant aux planètes supérieures, rien de ce que nous avons dit sur les mouvements alternativement directs et rétrogrades des planètes dans ce système ne sera changé, et l'on peut voir d'ailleurs que cette correction revient à supposer que les planètes supérieures se meuvent comme les planètes in-

férieures autour du soleil qui les entraîne dans son mouvement autour de la terre, ce qui établit une parfaite analogie entre tous les mouvements. En effet, le rayon de l'épicycle (*fig.* 60) étant supposé égal à la distance de la terre au soleil, si la planète est en P′ le soleil en S′, BP′ sera parallèle et égal à TS′, et la figure S′TBP′ sera un parallélogramme dont la diagonale TP′ représentera la distance de la planète à la terre regardée comme immobile. En supposant donc que, lorsque le soleil passe de S en S′, la planète se trouve sur le prolongement de la droite S′P′ qui forme avec le rayon TS un angle TS′P′ =TBP′, c'est-à-dire égal à l'excès du mouvement du soleil sur celui de la planète, ou, en d'autres termes, à son mouvement relatif, et en prenant S′P′ égal à la distance moyenne de la planète au soleil, on aura sa position en P′. On voit donc que par cette construction on pourra fixer à chaque instant le lieu de la planète sur l'orbite qu'elle sera censée décrire autour du soleil qui l'emportera dans son mouvement autour de la terre, et par cette construction l'extrémité P′ du rayon S′P′ décrit réellement l'épicycle autour du point mobile B. On voit encore que dans cette hypothèse le triangle S″TP′ devient parfaitement égal à SPT′, puisque S′P′ étant égal à SP, ces deux triangles ont alors un côté égal adjacent à deux angles égaux, tandis que dans l'hypothèse de Ptolémée, le rayon BP′ de l'épicycle étant arbitraire, le triangle P′B′T n'était que semblable au triangle SPT′.

Le système qui fait mouvoir le soleil avec toutes les planètes qui l'environnent autour de la terre immobile, est celui qu'imagina Tycho-Brahé et qui porte son nom, on voit donc que par une correction très-simple on y

ramène immédiatement celui de Ptolémée, et l'on fait disparaître alors le principal reproche qu'avait encouru ce dernier système, celui de faire mouvoir dans des cercles arbitraires des corps aussi pesants que les planètes autour de centres imaginaires et dépourvus, par conséquent, d'aucune force capable de balancer la force centrifuge résultant d'un pareil mouvement de translation. Mais le système de Tycho-Brahé a des inconvénients d'une autre espèce, il fait mouvoir autour de la terre le soleil et tout son cortége de planètes, c'est-à-dire des corps qui, réunis entre eux, forment une masse qui surpasse de près de 1,400,000 fois celle de la terre, ce qui choque toute idée de vraisemblance. Les courbes que décrivent les planètes supérieures et les planètes inférieures n'ont plus entre elles aucune relation commune, l'harmonie qui doit résulter de l'homogénéité et former le premier caractère des vraies lois de la nature n'existe plus dans ce système; enfin on est encore obligé, pour ne pas tomber dans des suppositions trop absurdes, de donner à la terre son mouvement de rotation diurne autour de son axe, et alors on ne voit pas pourquoi on ne lui accorderait pas le mouvement annuel autour du soleil qui paraît au premier abord beaucoup moins choquant. Enfin, si l'hypothèse de l'immobilité de la terre a pu être admise par les premiers astronomes comme la plus simple pour expliquer les mouvements apparents des corps célestes, la complication qu'il a fallu successivement donner aux différentes parties du système qui en résulte pour rendre raison des circonstances nouvelles que l'observation a fait découvrir, lui a fait perdre même cet avantage, et la supposition qui fait mouvoir

la terre et les autres planètes autour du soleil immobile, est à la fois celle qui satisfait le mieux à l'ensemble des phénomènes, et qui les explique de la manière la plus claire et la plus vraisemblable.

Après ces considérations sur les mouvements planétaires en général, nous allons étudier chacune des planètes en particulier; nous commencerons par les planètes principales que nous placerons dans l'ordre de leurs distances au soleil. Comme l'étude de ces astres est l'un des objets les plus importants de l'astronomie théorique et pratique, nous entrerons sur ce sujet dans tous les développements que la question exige.

PLANÈTES INFÉRIEURES.

MERCURE.

81. Lorsqu'à certaines époques de l'année on porte ses regards vers l'Occident, on aperçoit un astre qui se couche peu après le soleil. Le jour suivant on le voit se dégager graduellement des rayons du crépuscule où d'abord il était plongé, s'écarter de plus en plus du soleil jusqu'à ce qu'il en soit éloigné d'environ 22° ½; arrivé à cette limite, il revient vers lui; quand il n'en est plus qu'à 18° de distance, il paraît un moment stationnaire, puis continue sa marche rétrograde et finit par se replonger le soir dans la lumière crépusculaire. Après y être demeuré quelques jours invisible on revoit le même astre le matin, précédant de quelques instants le soleil, il s'en éloigne de nouveau les jours suivants jusqu'à ce

qu'il en soit écarté d'environ 18°, il paraît alors un moment stationnaire, puis après avoir atteint la limite de 22°½, on le voit revenir vers le soleil, disparaître dans les rayons du crépuscule, et reparaître du côté opposé les jours suivants. L'intervalle entre les retours de la planète à la même position, par rapport au soleil, est de 106 à 130 jours, la durée moyenne de la rétrogradation de 22 j. 12 h., et l'arc parcouru de 12°33'.

L'astre dont nous venons de suivre la marche, c'est Mercure. Cette planète paraît donc comme une espèce de satellite qui oscille de chaque côté du soleil, mais qui s'en éloigne peu, ce qui le rend très-difficile à observer, parce qu'il est presque toujours caché dans ses rayons ou confondu dans la lumière crépusculaire. L'apparente irrégularité de la marche de Mercure n'a rien qui puisse nous étonner, car ces apparences sont celles que doit nous présenter une planète dont la distance au soleil est moindre que celle de la terre au même astre. En effet, nous avons vu que par l'effet du mouvement de la terre, les planètes inférieures devaient nous paraître comme des satellites qui ne font que de légères oscillations autour du soleil, visibles le soir à l'occident, après son coucher, ou le matin à l'orient avant son lever; tantôt directes, tantôt stationnaires, tantôt rétrogrades, quoique ces changements de direction n'aient rien de réel. Vus du centre du soleil les mouvements de toutes les planètes seraient directs ou dirigés dans le même sens que celui du soleil. Dans de fortes lunettes, Mercure présente des phases analogues à celles de la lune; sa forme ordinaire est celle d'un croissant dont les cornes sont opposées au soleil. Les observations micrométriques montrent que son diamètre est variable, et que par consé-

quent cette planète n'est pas toujours à la même distance du soleil. Ces variations dépendent de sa position par rapport à cet astre et de la direction de son mouvement. La distance de Mercure au soleil est la plus grande possible quand il se confond le matin dans les rayons crépusculaires, ou que le soir il s'en dégage; elle est à son *minimum* quand il disparaît le soir dans ces rayons ou qu'il en paraît sortir le matin. Le diamètre apparent varie avec les distances; sa valeur à la distance moyenne est de 6″02.

Quelquefois dans l'intervalle qui s'écoule entre la disparition et la réapparition de Mercure, on aperçoit sur le disque du soleil une tache qui résulte de l'interception d'une partie des rayons de cet astre, et qui montre, ainsi que les phases de la planète, qu'elle n'est point lumineuse par elle-même et qu'elle emprunte au soleil la clarté dont elle brille. Toutefois ce phénomène ne se reproduit pas à chaque révolution, parce qu'il exige le même concours de circonstances que celui des éclipses du soleil par la lune; il faut que les deux astres aient la même latitude, ou qu'ils se trouvent à très-peu près sur le même rayon visuel parti de la terre. Les périodes qui le ramènent sont de 6, de 7, de 13, de 46 et 263 ans. Il est facile d'ailleurs de fixer l'instant d'un passage d'après la latitude de la planète qu'on trouve dans toutes les éphémérides.

En rapprochant ces faits fournis par l'observation, de ce que nous avons dit n° 76, on reconnaît que Mercure circule autour du soleil dans une orbite qui est enveloppée de toutes parts par celle que décrit la terre dans son mouvement annuel. Dans ses conjonctions supérieu-

res, la planète reçoit toute la lumière du soleil, et elle doit nous paraître dans son plein, mais c'est alors qu'elle est le plus éloignée de nous ; dans les quadratures nous n'apercevons qu'une moitié de son disque éclairé, c'est alors qu'elle apparaît le matin et le soir avant le lever ou après le coucher du soleil sous la forme d'un croissant ; enfin, dans les conjonctions inférieures, la planète étant placée entre cet astre et nous, son disque éclairé est tout entier tourné du côté opposé à la terre, et c'est alors qu'on la voit parfois passer comme un point noir sur le disque solaire. Ces passages rendent plus facile l'observation des conjonctions inférieures, et les astronomes s'en servent pour arriver à une connaissance de plus en plus exacte de toutes les circonstances du mouvement de la planète ; quant aux conjonctions supérieures, elles sont presque impossibles à observer.

C'est par ce moyen, et par une étude suivie d'un grand nombre de ses révolutions, qu'on est parvenu à s'assurer que l'orbite de Mercure est une ellipse dont le soleil occupe l'un des foyers Le demi-grand axe de cette ellipse ou la distance moyenne de la planète au soleil, forme les $^2/_5$ environ de la distance de la terre au même astre ; son excentricité surpasse celle des orbites de toutes les autres planètes anciennement connues, elle est égale à 0,2055141 de la distance moyenne de la planète au soleil ; le plan qui la renferme est incliné de 7° à l'écliptique ; enfin la durée d'une révolution entière de Mercure est de $87^{j.}\,23^{h.}\,14'\,34''$.

On a dû chercher à reconnaître si cette planète avait comme la terre, le soleil et la lune, un mouvement de rotation sur elle-même ; mais c'était là un

point que sa proximité des rayons solaires, rendait difficile à constater. Cependant on a remarqué qu'une des pointes du croissant qu'elle nous présente, manquait quelquefois, ce qui semble annoncer l'existence de hautes montagnes à sa surface, comme nous l'avons expliqué relativement à la lune. L'intervalle entre deux disparitions de la pointe du croissant, indiquerait dans ce cas le temps que la montagne emploie à revenir à la même position ; et c'est de cette manière que l'on a reconnu que la durée de la révolution de Mercure autour de son centre, était de 24 h. 5′ à peu près. L'axe de rotation fait avec l'écliptique un angle considérable.

Quant à la constitution physique de cette planète, elle doit être très-différente de celle de notre globe, car, si la terre se trouvait à la même distance du soleil, l'eau de la mer se dissiperait en vapeur, et tous les métaux qui sont à la surface de la terre entreraient en fusion. Mercure paraît être enveloppé d'une atmosphère assez dense ; l'observation des ombres que semblent projeter les montagnes qui couvrent son disque, montre qu'elles sont énormes comparativement à celles de la terre ; ainsi, pour en donner une idée, la hauteur du Chimboraço est $\frac{1}{1017}$ du rayon de la terre, les montagnes de la lune sont $\frac{1}{214}$ du rayon lunaire, celles de Mercure s'élèveraient à $\frac{1}{126}$ du demi-diamètre de la planète. Ces montagnes sont placées dans l'hémisphère austral comme sur la terre et sur Vénus. Mercure ne paraît point avoir d'aplatissement sensible, le plan de son équateur fait un angle considérable avec celui de l'orbite, il en doit résulter par conséquent de grandes différences dans les jours et dans les saisons à la surface de cette planète.

Mercure est difficile à apercevoir à l'œil nu dans les climats septentrionaux comme le nôtre, Delambre dit ne l'avoir aperçu à la vue simple que deux fois ; et Copernic qui en a dressé des tables, n'avait jamais pu le voir. Les observations de cet astre, même avec le secours des instruments, présentent beaucoup de difficultés à cause de sa petitesse, de son éloignement de la terre, et de sa proximité des rayons solaires.

VÉNUS.

82. Après Mercure, vient Vénus, dans l'ordre des distances des planètes au soleil. Cet astre est le plus brillant de ceux que nous présente la sphère céleste. On l'a désigné sous différents noms qui rappellent cette propriété ; on le nomme l'*étoile du berger*, l'*étoile du soir* ou *Vesper*, quand on l'aperçoit le soir quelques instants après le coucher du soleil; l'*étoile du matin* ou *Lucifer*, quand il paraît le matin peu de temps avant le lever de cet astre qu'il semble précéder.

La marche de Vénus offre à peu près les mêmes phénomènes que celle de Mercure, seulement ses oscillations de part et d'autre du soleil, sont plus étendues et leur durée est plus considérable. En l'observant plusieurs jours de suite, lorsqu'on commence à l'apercevoir à l'Occident un peu après le coucher du soleil, on voit la planète s'éloigner de plus en plus de cet astre, jusqu'à ce qu'elle s'en soit écartée d'environ 45°42'; arrivée à cette limite elle reste un moment stationnaire, et paraît ensuite revenir vers le soleil, se replonge le soir dans ses rayons, et après y être demeurée quelque temps invisible, reparaît le matin de l'autre côté de cet astre, qu'elle ne précède

d'abord que de peu d'instants sur l'horizon, mais dont elle s'éloigne de plus en plus les jours suivants, jusqu'à ce qu'elle s'en soit écartée de 45°42′; elle paraît alors un moment stationnaire, puis revient vers le soleil, se lève chaque jour plus tard, et finit par se perdre dans les rayons du crépuscule. Après y être restée cachée quelques jours, on voit la planète reparaître comme la première fois à l'Occident à quelque distance du soleil, et recommencer son cours accoutumé en reproduisant les mêmes phénomènes.

Ces apparences sont celles que doit nous présenter le mouvement d'une planète dont la distance au soleil est moindre que celle de la terre au même astre.

La durée d'une oscillation entière ou des retours de Vénus à la même position relative au soleil, est de 584 j.; ses plus grandes digressions ou distances angulaires au soleil varient de 45° à 48°; la rétrogradation commence lorsqu'en se rapprochant le soir du soleil, elle n'en est plus éloignée que de 29°, elle se termine lorsque la planète est arrivée à la même distance de l'autre côté du soleil en s'en écartant le matin. La durée moyenne de la rétrogradation est de 42 j., l'arc parcouru de 15° 53′.

Vénus revient en conjonction tous les 584 j., et sa longitude augmente dans l'intervalle de 216°; après cinq conjonctions consécutives, sa longitude est donc augmentée de $5 \times 216° = 3 \times 360°$, c'est-à-dire d'un nombre entier de circonférences, elle est donc la même qu'au commencement de l'intervalle qui est de $5 \times 584^{j} = 8 \times 365_{j}$, ou de huit années. Ainsi, tous les huit ans, à très-peu près, les conjonctions de Vénus et du soleil correspondent au même point du ciel, et tous les phéno-

mènes qui dépendent de leur position respective doivent se reproduire dans le même ordre.

Les phases de Vénus sont beaucoup plus sensibles que celles de Mercure. Lorsque le soir elle se rapproche du soleil, ou que le matin elle s'en éloigne, son disque vu dans le télescope, a la forme d'un croissant lumineux, dont la convexité est toujours tournée vers cet astre; le croissant augmente de plus en plus les jours suivants, et lorsque Vénus revient le matin vers le soleil, son disque présente un cercle entièrement éclairé; elle est alors dans son plein. Elle se trouve par conséquent au delà de cet astre, dont elle reçoit toute la lumière. Lorsqu'elle repasse le soir de l'autre côté du soleil, ce cercle s'échancre de plus en plus, et la partie lumineuse diminue à mesure que la planète s'éloigne du soleil, par les mêmes degrés qu'elle avait augmenté. Vénus est donc comme Mercure, un corps opaque qui emprunte sa lumière au soleil.

L'observation des diamètres apparents de Vénus montre qu'elle n'est pas toujours à la même distance de la terre, et leurs variations sont liées aux phénomènes de ses phases, d'une manière très-propre à nous éclairer sur la nature de son orbite. Quand le disque entier est illuminé, et qu'elle nous paraît pleine, son diamètre, qui a diminué à mesure que le disque s'arrondissait, a atteint son *minimum*. Il est réduit à 10″ environ, et comme les diamètres sont en raison inverse des distances, la planète se trouve dans son plus grand éloignement de la terre; elle est située alors au delà du soleil par rapport à nous, et en reçoit toute la lumière; à mesure que la partie éclairée diminue, le diamètre apparent augmente, et quand Vénus, après sa digression occidentale, rejoint

le soir le soleil, et qu'à peine son croissant paraît comme un léger filet de lumière, elle entre en conjonction inférieure; son diamètre apparent a atteint alors son *maximum*, il est de 24″, la planète se trouve à sa plus courte distance de la terre, et elle est placée entre le soleil et nous. Lorsqu'ensuite on la voit reparaître le matin quelques instants avant le soleil, son diamètre diminue et son croissant se développe, la planète continue à s'éloigner de plus en plus de la terre, jusqu'à ce qu'elle soit revenue en conjonction supérieure. Ainsi donc par la comparaison des diamètres apparents et des phases de Vénus, on reconnaît qu'elle décrit autour du soleil une courbe qui tourne à la terre sa convexité; cette courbe n'embrasse pas notre globe; car si cela était, il s'interposerait quelquefois entre Vénus et le soleil; cette planète se trouverait alors en opposition, ce qui n'a jamais lieu; cette courbe n'est pas non plus située tout entière de l'autre côté du soleil par rapport à nous, puisque Vénus, comme nous l'avons vu, passe à chaque révolution entre nous et le soleil. On ne peut donc expliquer toutes ces apparences que de deux manières; le soleil est nécessairement le centre des mouvements de Mercure et de Vénus, or de deux choses l'une, ou le soleil en tournant autour de la terre dans son mouvement annuel emporte avec lui les orbites de ces deux astres, comme les planètes qui ont des satellites les entraînent avec elles dans tous leurs déplacements, ou bien c'est la terre qui circule autour du soleil en parcourant l'écliptique de la même manière que Mercure et Vénus circulent dans leurs orbites; le sens du mouvement est le même pour les trois planètes, il n'y a de

différence que dans les distances au soleil, et dans les vitesses respectives. L'analogie nous porterait seule à préférer cette dernière hypothèse comme la plus simple. Nous avons vu d'ailleurs, chap. VI, les raisons qui doivent nous faire croire que le véritable système du monde est celui qui suppose le soleil immobile relativement à la terre, et ce que nous avons dit n° 76, montre que dans cette supposition les irrégularités des mouvements de Vénus, ses phases, les variations de ses diamètres, ses rétrogradations, etc., s'expliquent de la manière la plus simple, et ne sont plus qu'une conséquence forcée de la combinaison de sa vitesse dans son orbite, avec celle de la terre dans l'écliptique. Concluons donc que Vénus est comme Mercure une planète inférieure par rapport à la terre, et que ces trois astres circulent à des distances inégales, mais dans le même sens autour du soleil, qui les éclaire de sa lumière, et demeure immobile au centre de leurs mouvements.

L'observation suivie de la marche de *Vénus* pendant un grand nombre de révolutions, a fait connaître que son orbite n'est point exactement circulaire, c'est une ellipse beaucoup moins excentrique que celle de Mercure ; les variations de la latitude montrent que le plan qui la renferme forme un angle considérable avec l'écliptique. La moyenne distance de Vénus au soleil, ou le demi-grand axe de son orbite, est égale à 0,723 de la distance moyenne de la terre au même astre, l'excentricité est la 0,006855e partie de cette longueur; l'inclinaison de son plan sur l'écliptique est de 3° 23′ 35″, la longitude du nœud ascendant de 74° 52′ 40″, la durée d'une révolution entière de 224 j. 16 h. 42′ 29″.

Vénus brille quelquefois d'un si vif éclat qu'elle devient visible en plein jour à la simple vue. Ce phénomène dont le retour ne manque jamais d'exciter l'étonnement du vulgaire, dépend uniquement de la position qu'occupe la planète relativement au soleil et à la terre. Il n'a lieu que lorsque Vénus est dans son premier ou dans son dernier quartier; quand elle est pleine, elle se trouve trop près des rayons du soleil, et trop éloignée de nous pour que son éclat n'en soit point affaibli; l'intervalle des retours de la planète à cette position favorable pour nous renvoyer la lumière du soleil, est de 584 j.; les circonstances qui permettent d'apercevoir Vénus en plein jour se reproduisent donc assez souvent, mais l'éclat de sa lumière ne revient à son *maximum* que tous les huit ans. Nous avons vu en effet que cet intervalle ramène exactement Vénus à la même position par rapport au soleil.

83. Les observations de Vénus présentent un phénomène qui mérite de fixer nôtre attention par les précieuses notions que les astronomes en ont tirées, sur des points très-importants de la constitution du système solaire. Quelquefois en se projetant sur le disque du soleil, cette planète y forme une tache qui décrit une corde de ce disque. Nous avions déjà vu le même phénomène produit par le passage de Mercure, et nous en avions conclu que cette planète est un corps opaque situé plus près que la terre du soleil, puisqu'il s'interpose entre cet astre et nous, les mêmes conclusions conviennent à Vénus, mais son plus grand éloignement du soleil, et les facilités qui en résultent pour l'observation du phénomène, permettent d'en déduire de plus importantes.

La durée d'un passage de Vénus sur le disque solaire, n'est pas la même pour deux observateurs placés en différents lieux du globe, par la même raison qui fait varier les durées d'une même éclipse de soleil observée à de grandes distances sur la terre. En effet, la planète étant beaucoup plus voisine de nous que le soleil, il en résulte que l'observateur la projette en différentes places du disque solaire, selon la position qu'il occupe sur le globe, en sorte qu'elle lui paraît décrire des cordes plus ou moins longues sur ce disque selon leur éloignement du centre. Les différences entre le temps que met Vénus à les parcourir, sont assez sensibles pour être observées avec précision, et de là résulte un moyen très-sûr pour déterminer sa distance à la terre et même celle du soleil, ce qui rend l'observation de ces passages d'un très-grand intérêt pour l'astronomie. Pour se faire une idée de cette méthode, il faut remarquer que les durées d'un passage seraient les mêmes, si tous les observateurs étaient placés au centre de la terre, or, la trigonométrie fournit le moyen de rapporter à ce point l'observation d'un astre faite en un point quelconque du globe, du moment que la distance de cet astre à la terre, ou ce qui revient au même, sa *parallaxe*, c'est-à-dire l'angle sous lequel le rayon terrestre serait vu du centre de cet astre, sont supposées connues. Concevons donc qu'on ait observé les durées d'un même passage en deux lieux différents du globe, la durée du passage qu'on en conclura pour le centre de la terre, devra être la même. Qu'on se donne par conséquent une valeur arbitraire pour la parallaxe de Vénus, et que d'après cette valeur on rapporte au centre de la terre les deux durées observées,

si les résultats qu'on en déduira coïncident, c'est que la valeur de la parallaxe qu'on a choisie est exacte, s'il y a une différence, elle indique qu'on a commis une erreur dans la supposition, et en recommençant le calcul avec une nouvelle parallaxe, on arrivera au bout de quelques essais à en déterminer la vraie valeur.

Le dernier passage de Vénus sur le disque solaire, eut lieu en 1769, les astronomes, prévenus par Halley de son importance, se transportèrent à l'avance dans différents lieux du globe, pour le suivre dans les positions les plus favorables à l'observation. La différence des durées observées à *Otaïti* dans la mer Sud, et à *Cajanebourg* dans la Laponie suédoise, surpassait 15′, et l'on en a conclu la parallaxe de Vénus de 31″,0033, et celle du soleil, dans sa moyenne distance à la terre, de 8″5776 (1). La parallaxe d'un astre étant connue, il est facile d'en

(1) La parallaxe de Vénus fait connaître celle du soleil. En effet, les parallaxes de deux astres sont entre elles en raison inverse de leurs distances à la terre n° 27, en nommant donc D et D′ les distances respectives de la terre et de Vénus au soleil, P la parallaxe de cet astre, P′ celle de Vénus, on aura la proportion :

$$P : P' :: D - D' : D, \text{ d'où } P = P'\left(1 - \frac{D'}{D}\right)$$

Le rapport $\frac{D'}{D}$ des distances de la terre et de Vénus au soleil, est donné par les lois de leurs mouvements, on aura donc la valeur de P quand celle de P′ sera connue. En prenant pour unité la distance moyenne de la terre au soleil, on a D′ = 0,72333228, d'où l'on conclut la parallaxe du soleil égale à 8″,5776. Cette valeur est celle qui résulte de la révision faite en dernier lieu par M. Encke, du calcul des observations du passage de Vénus sur le disque du soleil en 1769. Delambre supposait la parallaxe solaire de 8″,7 et c'est celle qu'avaient adoptée la plupart des astronomes.

déduire sa distance à la terre; en effet, en nommant P la parallaxe, D cette distance, et R le demi-diamètre de la terre, on a la proportion 1 : sin P :: D : R, d'où l'on tire :

$$D = \frac{R}{\sin P}$$

En supposant donc le rayon terrestre de 1500 lieues, et en faisant P = 8",5776 pour le soleil, et P = 31",0033 pour Vénus, on trouvera 35,976,425 et 9,980,554 lieues pour les distances respectives du soleil et de Vénus à la terre; le rapport 0,27668 de ces deux nombres exprime par conséquent la distance de Vénus à la terre, celle du soleil étant 1, ainsi cette planète est à peu près quatre fois plus rapprochée de nous que cet astre. De là, il est aisé de conclure la distance de toutes les planètes au soleil, car nous verrons par la suite qu'il existe entre ces distances, et les durées des révolutions des planètes autour du soleil, une relation générale qui donne les distances relatives lorsque les révolutions sont connues, il suffit donc d'une seule de ces distances pour en déduire toutes les autres.

Si la parallaxe de Vénus est de 31",003, c'est que le demi-diamètre de la terre à la distance 0,27668 soustendrait un angle de 31",0, le demi-diamètre de Vénus à la même distance nous paraît de 30",4, ces deux planètes diffèrent donc très-peu en volumes.

Les passages de Vénus, par la facilité de les observer, offrent comme on voit, un phénomène très-précieux pour l'astronomie, malheureusement il se présente rarement. Si Vénus était en mouvement dans le plan de

l'écliptique, le phénomène du passage de la planète sur le disque solaire se renouvellerait à chaque révolution; mais l'orbite de Vénus étant inclinée de 23° 23′ 35″ à l'écliptique, il ne peut y avoir de passage pour l'observateur placé à la surface de la terre, que lorsque les centres de Vénus et du Soleil sont situés pour lui à peu près sur la même ligne droite, c'est-à-dire que lorsque cette planète traverse l'écliptique au moment où le soleil se trouve dans une position voisine de ses nœuds. Nous avons vu que Vénus revenait à la même position sidérale relativement au soleil, tous les huit ans, lors donc qu'un passage a eu lieu à une certaine époque, on peut en attendre un autre avec certitude huit années après, mais après un nouvel intervalle de huit ans; la latitude qui a toujours augmenté depuis la première époque, étant devenue trop grande, le disque de la planète n'atteint pas le disque solaire, il y a conjonction inférieure sans superposition des deux astres; en sorte qu'on n'observe jamais trois passages de suite, et après deux passages consécutifs, il faut attendre 113 ans avant d'en observer un nouveau. La période qui ramène ces phénomènes est de 113 ± 8 ans; le dernier passage de Vénus ayant eu lieu en 1769, les passages les plus voisins seront en 1874 et 1882 (1). Les nœuds de Vénus sont situés par 75° et 225° de longitude, c'est donc lorsque le soleil a les mêmes longitudes, c'est-à-dire vers les mois de juin et

(1) Le premier passage observé dont on ait connaissance, eut lieu le 4 décembre 1639, le second le 5 juin 1761, le troisième le 3 juin 1769, le quatrième aura lieu le 8 décembre 1874, le cinquième le 6 décembre 1882, il y en aura un le 7 juin 2004, et enfin un autre le 5 juin 2014.

de décembre, que ces passages ont lieu ordinairement. Les longitudes des nœuds de Mercure étant de 46° et 226° environ, les passages de Mercure doivent s'observer vers les mois de mai et de novembre.

84. L'observation de quelques taches remarquées sur la surface de Vénus, a fait reconnaître que cette planète était douée d'un mouvement de rotation, elle tourne sur elle-même dans 23^h 21′ 19″, c'est-à-dire dans un intervalle un peu moindre qu'un jour. L'axe de rotation, dans tous les mouvements de la planète, reste constamment parallèle à lui-même, et le plan de l'équateur qui lui est perpendiculaire, fait avec l'écliptique un angle de 75° environ. L'aplatissement de Vénus est imperceptible ; on remarque à sa surface des montagnes très-hàutes relativement aux dimensions de celles de la terre, mais moins considérables cependant que celles de Mercure.

Nous avons vu que le rapport de l'élévation des montagnes au demi-diamètre de la planète était de $\frac{1}{1017}$ pour la terre, de $\frac{1}{214}$ pour la lune, de $\frac{1}{126}$ pour Mercure; il serait, selon Schröter, astronome allemand qui s'est beaucoup occupé de ce genre d'observations, de $\frac{1}{144}$ pour Vénus. Ces montagnes seraient donc près de sépt fois plus élevées que celles de la Terre. — On a calculé que la chaleur et la lumière doivent être deux fois plus grandes à la surface de Vénus que sur la terre, à raison de sa plus grande proximité du soleil; mais cette planète paraît en même temps enveloppée d'une atmosphère très-dense qui, sans doute, affaiblit beaucoup l'influence calorifique des rayons de cet astre.

Il existe du reste, comme nous l'avons vu, une grande

ressemblance entre Vénus et la terre, sous le rapport de la forme et de la grandeur; mais l'inclinaison considérable de l'équateur à l'écliptique doit rendre, pour les habitants de cette planète, les inégalités entre les jours et les saisons beaucoup plus sensibles. Les apparences que leur présentent les autres corps célestes doivent être à peu près les mêmes que pour nous; ils voient Mercure et la Terre dans des conditions analogues à celles où nous voyons Vénus et Mars.

PLANÈTES SUPÉRIEURES.

MARS.

85. La marche des deux planètes Mercure et Vénus nous a offert beaucoup d'analogie; elles ne s'écartaient jamais qu'à de faibles distances du soleil dont elles semblaient comme les satellites. Mars, au contraire, et les autres planètes supérieures, s'éloignent du soleil à toutes les distances angulaires, et il en résulte que, tandis que les planètes inférieures, Mercure et Vénus, se lèvent et se couchent toujours, à quelques heures près, en même temps que le soleil, les planètes supérieures peuvent demeurer sur l'horizon pendant toute la nuit, et leur passage au méridien varier depuis minuit jusqu'à douze heures d'intervalle.

La lumière de Mars est moins éclatante que celle de Vénus, elle est d'une couleur rougeâtre qui le fait aisément reconnaître. Si on observe cette planète à partir d'une opposition, c'est-à-dire lorsqu'elle commence le

matin à se dégager des rayons du soleil dans lesquels elle était demeurée quelque temps invisible, on la verra les jours suivants devancer de plus en plus le soleil, et passer au méridien plus tôt que cet astre; son mouvement est direct, c'est-à-dire dirigé d'Occident en Orient comme celui du soleil; cependant comme le mouvement propre du soleil est plus rapide que celui de Mars, quoiqu'ils marchent dans le même sens leur distance augmente continuellement. Le mouvement de la planète se ralentit ensuite peu à peu, et il devient nul lorsqu'elle se trouve à 136° 48′ du soleil. Mars demeure alors pendant quelques jours stationnaire, son mouvement se change ensuite en un mouvement rétrograde, c'est-à-dire dirigé d'Orient en Occident, sa vitesse va en augmentant, et comme le soleil continue sa marche directe, les deux astres s'éloignent rapidement l'un de l'autre jusqu'au moment où leur distance angulaire étant de 180°, ils se trouvent en opposition par rapport à la terre. La planète se lève alors quand le soleil se couche, et sa vitesse est parvenue à son *maximum*. Le mouvement continue ensuite à être rétrograde, mais la vitesse diminue progressivement et devient nulle lorsque Mars, en se rapprochant du soleil, n'en est plus éloigné que de 136° 48′. Il demeure quelques jours stationnaire, puis son mouvement redevient direct, et la distance au soleil continuant à diminuer, il finit par se retrouver en conjonction avec cet astre, et, après être demeuré quelques jours invisible dans ses rayons, il reparaît le matin pour recommencer un nouveau cours.

Le mouvement de Mars est rétrograde pendant soixante-treize jours, et l'arc de rétrogradation est de

16° environ. La durée d'une révolution sidérale, ou des retours de la planète aux mêmes étoiles, est de 686° 98', celle d'une révolution synodique, ou l'intervalle de ses retours à la même position par rapport au soleil, est d'environ sept cent quatre-vingts jours. Ces différents phénomènes se reproduisent dans le même ordre à chaque révolution, seulement il y a des variations assez grandes dans la durée et dans l'étendue des rétrogradations.

Les apparences que l'observation de Mars nous présente, sont faciles à expliquer, puisque ce sont celles qui doivent résulter de la combinaison de son mouvement propre et de celui de la Terre dans leurs orbites respectives, si la distance de cette planète au soleil est plus grande que celle de la terre au même astre, comme nous le supposons. En effet, nous avons vu que les planètes supérieures, avant et après l'opposition, doivent paraître un moment stationnaires, leur mouvement est rétrograde entre les deux stations, et direct dans le reste de leur cours. La durée et l'étendue de la rétrogradation varie d'ailleurs pour les différentes planètes.

Les phases de Mars ne sont point sensibles comme celles de Mercure et de Vénus, ce qui semble annoncer que sa distance au soleil est beaucoup plus grande. En effet, si les planètes étaient indéfiniment éloignées du soleil et de nous, elles ne nous offriraient aucune apparence de phases, et nous apercevrions toujours tout leur disque éclairé, parce que nous les verrions à peu près comme si nous étions placés pour les observer sur le soleil même. Les phases d'une planète seront donc d'autant moins sensibles que sa distance au soleil sera plus

grande, relativement à celle de la terre au même astre. Cependant en observant Mars avec soin dans de grands télescopes, on voit que son disque ne conserve point toujours la forme circulaire, il devient légèrement ovale dans certaines positions de la planète relativement au soleil, ce qui suffit pour montrer que Mars, comme les autres planètes, reçoit sa lumière de cet astre.

86. Les grandes variations de ses diamètres apparents montrent que les distances de Mars à la terre subissent des altérations considérables, le diamètre apparent est à son *maximum* dans les oppositions, où il peut s'élever à 19″; Mars est alors dans sa plus grande proximité de la terre; dans les conjonctions le diamètre n'est que de 4″, et Mars se trouve à sa plus grande distance de nous. Dans les distances moyennes, le diamètre apparent est de 6″,29. Le rapport des distances étant inverse de celui des diamètres, les distances de Mars à la terre, dans les conjonctions et dans les oppositions, sont donc entre elles comme 19 : 4, ou comme 5 : 1 à peu près; c'est-à-dire que, dans les conjonctions, Mars est cinq fois plus éloigné de nous que dans les oppositions. Cette inégalité dans les distances paraît inexplicable, tant qu'on suppose que Mars circule autour de la terre, mais elle n'a rien d'extraordinaire quand on rapporte les mouvements de Mars au centre du soleil, puisque, en effet, sa distance à cet astre étant plus grande que celle de la terre, les différences CB et CD (*fig.* 62) de ses distances à la terre, dans les conjonctions et les oppositions, doivent être le double de la distance AC de la terre au soleil, ou le diamètre entier CE de l'écliptique. Dans les oppositions, la proximité de la planète est assez grande pour que sa

parallaxe soit sensible et puisse être déterminée par des moyens analogues à ceux qu'on a employés pour avoir la parallaxe de la lune. La distance moyenne de Mars au soleil, comme nous le verrons par la suite, est de 1,52, celle de la terre étant 1, la distance de Mars à la terre, dans l'opposition, sera donc 0,52, c'est-à-dire moitié à peu près de celle du soleil. Le rapport des parallaxes étant inverse de celui des distances, il s'ensuit que la parallaxe de Mars doit être à très-peu près double de celle du soleil. Les oppositions de Mars sont donc, comme les passages de Vénus, des phénomènes très-propres à déterminer cet important élément de la théorie des planètes, aussi voyons-nous que Cassini et ensuite Lacaille s'en étaient servi pour le fixer avant qu'on eût observé le dernier passage de Vénus. Ils avaient trouvé ainsi que la parallaxe du soleil devait être de 9 à 10″, ce qui ne s'éloigne pas beaucoup de la véritable valeur fixée à 8″,6 environ par quelques astronomes et à 8″,7 par d'autres; mais les observations des passages de Vénus sont préférables pour cette détermination, parce que la parallaxe étant beaucoup plus grande, les effets en sont plus sensibles, et que d'ailleurs le rapport de cette parallaxe à celle du soleil étant plus considérable, les erreurs de l'observation auront d'autant moins d'influence sur l'exactitude de cette dernière valeur.

Mars ne se meut pas dans le plan de l'écliptique, il s'en écarte quelquefois de plusieurs minutes, ce qui tient à ce que le plan de son orbite est incliné de 1° 51′ sur le premier plan. La longitude du nœud ascendant est de 48° 0′. La distance moyenne au soleil, qui se déduit du temps de la révolution sidérale par la même loi que

celle de Vénus et de Mercure est de 1,52 de la distance moyenne de la terre au même astre. L'excentricité de l'orbite de Mars est considérable et s'élève à 0,0933 du demi-grand axe.

87. On remarque à la surface de Mars des taches d'une grande étendue ; on y observe aussi des bandes ou filets qui se montrent et disparaissent quelquefois totalement dans l'espace de quelques mois, ce qui a dû faire penser que cette planète était d'une nature toute particulière, puisqu'elle subissait des changements si fréquents et qui sont assez considérables pour être aperçus à une aussi grande distance. Quoi qu'il en soit, l'observation des taches a fait connaître que Mars tourne sur lui-même d'Occident en Orient en $24^h 39' 21''$, c'est-à-dire dans le même sens et dans le même intervalle à peu près que la terre.

L'axe de rotation est incliné de 59° 24′ à l'écliptique, et son équateur fait avec le plan de l'orbite un angle de 28° 42′ ; les variations des saisons y sont donc à peu près les mêmes que sur la terre, puisque l'obliquité de l'écliptique pour nous est de 23° 30′ environ. Mars paraît enveloppé d'une épaisse atmosphère. On observe alternative ment dans le voisinage des deux pôles des espaces blanchâtres, selon celui des deux hémisphères que le soleil éclaire ; on a supposé que ces taches pouvaient résulter de la présence des neiges et des glaces qui s'amassent dans ces régions pendant les longs hivers qui doivent y régner. Le diamètre de Mars, comparé à celui de la terre, est 0,517 ; les volumes de ces deux corps, en les supposant sphériques, sont entre eux comme les cubes de leurs diamètres ou comme $(0,517)^3 : 1$, ou à très-

peu près dans le rapport de 1 à 7. Le volume de Mars est donc un septième environ de celui de notre globe. Son aplatissement est peu considérable, cependant son diamètre paraît un peu plus petit dans le sens des pôles que dans celui de l'équateur. Ces deux diamètres, selon M. Arago, sont dans le rapport de 189 à 194.

JUPITER.

88. Jupiter est après Vénus la plus brillante de toutes les planètes, quelquefois même il la surpasse en éclat. Sa grosseur, la grandeur de sa masse, son influence sur les autres corps du système solaire, l'utilité dont peuvent être pour nous les quatre satellites qui l'accompagnent, ont attiré d'une manière speciale sur cette planète l'attention des astronomes.

La marche de Jupiter, pendant chaque révolution synodique, offre des phénomènes analogues à celle de Mars. La planète à partir de la conjonction, c'est-à-dire de l'instant où elle se levait en même temps que le soleil, s'éloigne de cet astre par un mouvement propre dirigé d'Occident en Orient; mais ce mouvement se ralentissant peu à peu, la planète, avant d'arriver en opposition lorsqu'elle est éloignée du soleil de 115° à peu près, semble s'arrêter tout à fait, et après qu'elle est demeurée quelques instants stationnaire, le mouvement direct se change en un mouvement rétrograde dont la vitesse va en augmentant jusqu'au moment où Jupiter se trouve en opposition avec le soleil. Le mouvement diminue ensuite progressivement, devient nul, la planète paraît un moment

stationnaire, et reprend l'état direct lorsqu'après s'être rapprochée du soleil, elle n'en est plus qu'à 115° de distance.

Ainsi, Jupiter est rétrograde avant et après l'opposition, les deux points où commence et finit la rétrogradation, ou les deux stations, sont situés de part et d'autre du soleil à 115° de distance de cet astre. Ces apparences sont conformes à celles qui doivent résulter pour nous du mouvement de la terre relativement à une planète supérieure.

La durée et l'étendue des rétrogradations sont d'autant moindres que la planète est plus éloignée de la terre; l'éllipticité des orbites planétaires doit donc apporter, pour la même planète, des variations dans ces phénomènes, puisque les oppositions ont lieu chaque fois dans différents points de l'orbite. La durée du mouvement rétrograde pour Jupiter est, terme moyen, de 121 jours, et l'arc de rétrogradation de 9° 54', mais le temps et l'étendue des diverses rétrogradations varient à chaque révolution.

Le mouvement propre de Jupiter est très-lent. La durée de sa révolution sidérale, ou de ses retours à la même étoile, est de 4332^{j},584. Jupiter a parcouru, dans cet intervalle, le cercle entier du zodiaque, ce qui fait à peu près 1° en douze jours, et 30° 20' 32", c'est-à-dire un peu plus d'un signe, en un an. La durée de sa révolution synodique est de 398^{j},867; c'est l'intervalle compris entre deux de ses conjonctions consécutives. Jupiter se retrouve donc après une année écoulée dans la même position à peu près à l'égard du soleil, mais sa longitude est augmentée de 30°; il a passé d'une con-

stellation dans celle qui la suit vers l'Orient, et au bout de douze années on aura pu observer douze oppositions différentes dans chacun des signes du zodiaque.

Jupiter s'écarte peu du plan de l'écliptique, ce qui indique que l'inclinaison de son orbite à ce plan est peu considérable. En effet, on a trouvé que cette inclinaison est de 1° 18′ 52″ 3; la longitude du nœud ascendant de 98° 25′ 34″; le rapport de l'excentricité au demi-grand axe 0,04818; enfin en prenant pour unité la moyenne distance du soleil à la terre, la distance moyenne de Jupiter au soleil, conclue de la durée de sa révolution, est 5,2028 ou environ 190 millions de lieues.

Jupiter est donc cinq fois plus éloigné que nous du soleil, son orbite embrasse l'orbite de Mars, et, par conséquent, celle de la Terre, de Vénus et de Mercure. Pour un observateur placé à sa surface, ces planètes doivent être à peu près invisibles, ou, s'il les aperçoit, elles doivent paraître comme de très-petits astres qui oscillent de part et d'autre du soleil en faisant de légers écarts.

Les phases de Jupiter sont peu sensibles, ce qui tient à son éloignement du soleil. En effet, d'après ce que nous avons dit en parlant de Mars, les phases deviennent moins apparentes à mesure que la distance au soleil augmente, en sorte qu'elles sont à peu près nulles pour Saturne et Uranus; mais nous verrons qu'il y a pour Jupiter, comme pour ces planètes, un moyen certain de nous assurer que ce ne sont point des corps lumineux par eux-mêmes.

Vu au télescope, Jupiter a la forme d'un disque aplati. Son diamètre apparent varie avec les distances. Dans les



oppositions où il est à son *maximum*, il peut s'élever à 46",7, dans les conjonctions il n'est quelquefois que de 30". Dans les distances moyennes de la planète à la terre, il est de 36",75; le diamètre apparent de la terre, à la même distance, ne serait que de 3",38, en supposant donc que Jupiter et la terre soient deux globes sphériques, leurs volumes seront entre eux comme les cubes de ces nombres, ou à très-peu près, dans le rapport de 3627, 7 à 3, par conséquent, le volume de Jupiter est plus de 1209 fois celui de notre globe. On peut juger encore mieux sa grandeur en observant que Jupiter surpasse à lui seul, en volume, tous les autres corps planétaires qui circulent autour du soleil pris ensemble.

89. On aperçoit à la surface de Jupiter plusieurs bandes obscures qui ont une direction constante; elles sont presque toutes parallèles à l'écliptique. On y remarque aussi des taches par l'observation desquelles on est parvenu à déterminer sa rotation. Ce mouvement est dirigé d'Occident en Orient, sa durée est de 9ʰ 55′ 49″, moindre, par conséquent, que la moitié du jour; l'axe autour duquel il s'effectue est incliné de 86° 54′ 30″ à l'écliptique, c'est-à-dire qu'il est presque perpendiculaire à ce plan. Cependant, comme quelques-unes de ces taches et de ces bandes parallèles, qui traversent le disque de Jupiter, ont paru souvent changer rapidement et de forme et de place, et même quelquefois ont cessé entièrement d'être visibles, on en a conclu qu'elles n'étaient point adhérentes à la surface de la planète, et qu'elles ne faisaient que la traverser comme des nuages emportés par le vent dans l'atmosphère dont on suppose que Jupiter est enveloppé. De là les différences qu'on remarque entre

les durées du mouvement de rotation selon les divers observateurs, et l'incertitude qui peut rester encore à cet égard.

Jupiter est sensiblement aplati vers ses pôles, le rapport du diamètre de l'équateur à l'axe des pôles est, selon M. Arago, de 177 à 167. Le rapport des mêmes axes serait, pour la terre, de 177 à 176; l'aplatissement de Jupiter est donc beaucoup plus considérable que celui de la terre, ce qui paraît une conséquence naturelle de la vitesse de sa rotation qui, d'après les lois de la force centrifuge, a dû soulever les parties situées sous l'équateur, et abaisser les parties situées vers les pôles avec d'autant plus d'énergie que ce mouvement était plus rapide.

L'axe de rotation de Jupiter étant presque perpendiculaire à l'écliptique, et son orbite ne faisant qu'un très-petit angle avec ce dernier plan, il en résulte que le soleil s'écarte peu de l'équateur de Jupiter; la température est donc toujours à très-peu près la même à la surface de cette planète; les jours et les nuits sont presque constamment d'égale durée, et leurs inégalités, ainsi que celles des saisons, y sont comme sur la lune, à peu près insensibles. Mais l'éloignement de Jupiter doit apporter, sans doute, entre la constitution de cette planète et celle de la terre, des différences considérables. Le disque solaire, vu de sa surface, paraîtrait vingt-sept fois plus petit que nous ne le voyons, et la lumière ainsi que la chaleur de ses rayons doivent y être, par conséquent, vingt-sept fois plus faibles qu'à la surface de la terre.

Des satellites de Jupiter.

90. Jupiter paraît accompagné de quatre petits astres qu'on aperçoit même avec de faibles instruments, et qui semblent circuler autour de lui comme la lune autour de la terre. Ainsi, leur position relative à la planète et leur position mutuelle changent à tout moment. On les voit quelquefois passer sur le disque de la planète, et l'ombre qu'ils projettent derrière eux y forme une tache obscure, ce qui prouve que Jupiter et ses satellites sont des corps opaques qui empruntent, comme les autres planètes, leur lumière au soleil. Le mouvement des quatre satellites est dirigé dans le même sens que celui des planètes, c'est-à-dire d'Occident en Orient; mais on remarque qu'ils décrivent des cercles inégaux. et que les durées de leur révolution ne sont pas les mêmes; celui dont l'orbite a le plus d'étendue est aussi celui dont la révolution est la plus longue, ce qui est conforme aux lois générales des mouvements des planètes autour du soleil, n° 76.

Les rangs des quatre satellites se distinguent par leur distance au centre de la planète, le premier est celui qui en est le plus rapproché, c'est-à-dire qui décrit le cercle le moins étendu, et dont la révolution est la plus courte, le quatrième ou le dernier est celui qui décrit la plus grande courbe.

En passant derrière Jupiter, les satellites s'éclipsent et disparaissent à notre vue, souvent la disparition a lieu lorsqu'ils semblent encore éloignés du disque de la pla-

nète, c'est qu'alors ils entrent dans le cône d'ombre qu'elle forme derrière elle relativement au soleil, de même que dans les éclipses de lune, cet astre disparaît en entrant dans le cône d'ombre formé par la terre. Les satellites disparaissent toujours du côté du disque de la planète opposé au soleil. Lorsqu'elle est voisine de l'opposition, ils s'éclipsent plus près du disque, c'est-à-dire qu'ils ne disparaissent que lorsque le rayon visuel est presque tangent à la planète, enfin en déterminant par le calcul le temps que chaque satellite doit employer à traverser le cône d'ombre projeté par Jupiter, on reconnaît que c'est exactement celui de sa disparition donné par l'observation. Il ne peut donc rester aucun doute sur les véritables causes de ce phénomène.

C'est par l'observation des éclipses des satellites qu'on détermine les durées de leurs révolutions et les éléments de leurs orbites. En effet, l'intervalle de temps qui s'écoule entre deux éclipses successives du même satellite, est à très-peu près celui qu'il emploie à revenir à la même position sur son orbite. En répétant donc souvent les observations d'éclipses, surtout lorsque la terre se trouve dans la même position relativement à Jupiter, on pourra déterminer avec beaucoup de précision la durée des révolutions de chacun des satellites. On a trouvé ainsi que le premier fait sa révolution en $1^{j}\ 18^{h}\ 28'\ 36''$, le second en $3^{j}\ 13^{h}\ 17'\ 54''$, le troisième en $7^{j}\ 3^{h}\ 59'\ 36''$, le quatrième en $16^{j}\ 18^{h}\ 5'\ 7''$. Les trois premiers satellites reviennent à la même situation relative tous les 437 jours, le quatrième n'y revient que $33^{h}\ 47'$ plus tard.

91. En comparant les résultats précédents, on voit que

la durée des révolutions du second satellite est à peu près double de celles du premier, et que la durée de la révolution du troisième satellite est environ le double de celle du second. Ainsi, les moyens mouvements angulaires de ces trois satellites forment à très-peu près entre eux une progression sous-double. S'ils suivaient exactement cette loi, le moyen mouvement du premier satellite plus deux fois le moyen mouvement du troisième serait constamment égal à trois fois celui du second. L'observation a encore montré que depuis que les satellites sont découverts, la longitude moyenne *du premier satellite plus deux fois celle du troisième, moins trois fois celle du deuxième, n'a jamais différé de deux angles droits que d'une quantité presque insensible*. Les mêmes relations ont également lieu entre les moyens mouvements et les longitudes moyennes *synodiques*, c'est-à-dire rapportées au soleil.

Les rapports remarquables qui existent entre les mouvements de révolution des satellites, ont conduit à une singulière conséquence, c'est qu'ils ne peuvent s'éclipser tous les quatre à la fois, et qu'il en reste toujours un sur l'horizon de Jupiter, en sorte qu'aucun lieu sur cette planète ne se trouve jamais totalement privé de lumière.

En comparant les positions respectives des satellites données par l'observation, aux positions qu'ils auraient, si on supposait leurs mouvements uniformes et leurs orbites circulaires, on s'est assuré que ces positions coïncident à très-peu près, et l'on en a conclu que les courbes qu'ils décrivent s'éloignent peu de la figure du cercle. Les trois premiers satellites se meuvent à très-

peu près dans le plan de l'équateur de la planète, l'inclinaison de l'orbite du quatrième satellite sur ce plan est plus considérable, et peut s'élever à 8° environ, son excentricité surpasse aussi celle des trois autres orbites.

Le mouvement des satellites s'écartant peu des lois du mouvement uniforme, on peut déterminer aisément, et d'une manière fort approchée, la position des satellites, vus du centre de Jupiter, et fixer ainsi à l'avance, d'après les tables de leurs mouvements, les instants et les durées de leurs éclipses. La durée d'une éclipse est pour le premier satellite de 2^h 15′ environ, pour le second de 2^h 51′ à peu près, celle du troisième de 3^h 33′, et les éclipses du quatrième, plus longues que celles des trois autres, durent près de $4^h \frac{3}{4}$. Cette inégalité de la durée des éclipses résulte de l'inégalité des mouvements des satellites qui sont, comme on l'a vu, d'autant plus rapides que la distance au centre de Jupiter est moins considérable. Les éclipses se renouvellent à chaque révolution pour les trois premiers satellites, le quatrième seul ne s'éclipse pas toutes les fois qu'il passe derrière Jupiter, son éloignement du centre de la planète et l'inclinaison de son orbite, font qu'il se trouve quelquefois trop écarté pour entrer dans le cône d'ombre intercepté aux rayons solaires.

Les distances des satellites au centre de Jupiter se concluent, comme les distances des planètes au soleil, de la durée de leurs révolutions; on peut aussi les déterminer assez exactement par l'observation directe, en comparant l'angle des plus grands écarts d'un satellite à l'angle sous lequel on voit le rayon de Jupiter, la distance du satellite à la planète se trouve ainsi exprimée

en demi-diamètres de Jupiter. On a trouvé, de cette manière, pour la distance moyenne du premier satellite 5,70, pour celle du second 9,07, pour celle du troisième 14,46, et pour celle du quatrième 25,44, le demi-diamètre de Jupiter étant pris pour unité.

92. Les éclipses des satellites ont encore offert aux astronomes, pour fixer la distance de Jupiter à la terre, un procédé d'autant plus précieux que la parallaxe de Jupiter étant tout à fait insensible, on n'aurait eu aucun autre moyen direct de la déterminer. En effet, supposons que l'on ait observé avec soin le commencement et la fin de l'éclipse d'un satellite, vers le milieu de l'intervalle cet astre, vu du centre de Jupiter, était à très-peu près en opposition avec le soleil, c'est-à-dire que les centres du satellite, de la planète et du soleil, se trouvaient à très-peu près sur la même ligne droite; la position sidérale du satellite, vu du centre de Jupiter, était donc absolument la même que celle de Jupiter vu du centre du soleil. Or, nous avons dit qu'on pouvait, d'après les mouvements connus des satellites, fixer à chaque instant la place qu'ils doivent occuper dans le ciel par rapport au centre de la planète, on connaîtra donc, par conséquent, la position sidérale de Jupiter, vu du centre du soleil, pour l'instant qui correspond au milieu de l'éclipse. On connaît, d'après les tables du soleil, la position sidérale de la terre, vu du même point et dans le même instant, on en conclura donc l'angle au soleil qui mesure la distance angulaire de Jupiter à la terre, vu du centre de cet astre.

Cela posé, concevons un triangle rectiligne TSJ formé par les droites qui joignent les centres de la terre,

du soleil et de Jupiter, l'angle T à la terre est la distance angulaire de Jupiter au soleil donné par l'observation, S est l'angle au soleil qui mesure la distance de Jupiter à la terre, vue du soleil; cet angle se détermine comme nous l'avons dit plus haut, ST est la distance de la terre au soleil que l'on peut regarder comme connue; on connaîtra donc dans le triangle STJ deux angles S et T et le côté adjacent ST, on peut donc calculer le deux autres côtés SJ, et JT en fonction de ST. On aura ainsi la distance de Jupiter au soleil et sa distance à la terre, exprimées en parties de la distance de la terre au soleil. On trouve par ce calcul que cette planète est au moins cinq fois plus éloignée de nous que le soleil, lorsque son demi-diamètre apparent est de 36″,75, c'est-à-dire dans sa moyenne distance à la terre. La comparaison des diamètres apparents a montré que le volume de Jupiter est plus de mille fois plus grand que celui de la terre. Pour en conclure le rapport des masses, il faudrait connaître la densité des deux corps ou la nature des éléments qui les composent; nous verrons dans la suite que c'est encore par l'observation des satellites de Jupiter qu'on est parvenu à déterminer d'une manière très-exacte sa masse, élément très-important pour les calculs de l'astronomie théorique.

93. Quoique les satellites paraissent dans les lunettes comme des étoiles de sixième grandeur, qu'on distingue à la vue simple, on n'a jamais pu les apercevoir qu'avec le secours d'instruments, ce qu'il faut attribuer, sans doute, à l'éclat de la planète dont ils ne s'écartent que de quelques minutes. On a quelquefois annoncé qu'on les avait aperçus à l'œil nu, mais il s'est toujours trouvé

ou que le fait ne s'est pas confirmé, ou qu'il ne s'agissait que de quelqu'illusion d'optique.

Les anciens astronomes n'ont donc point connu ces astres, et ce fut Galilée, qui, à l'aide des premières bonnes lunettes que l'on ait construites, et dont il fut l'inventeur, eut la gloire de les découvrir. Ce grand astronome observa non-seulement les différents phénomènes que leurs mouvements présentent, mais il prévit encore de quelle utilité ils pourraient être pour les progrès de la géographie et de la navigation, en les employant à la détermination des longitudes terrestres. En effet, en comparant l'instant où s'éclipse l'un des quatre satellites dans le lieu où l'on se trouve, à l'époque de la même observation calculée d'avance pour Paris, dans la *connaissance des temps*, la différence des temps réduite a raison de 15° par heure, fera connaître la différence des longitudes ou la position du méridien du lieu où l'on observe relativement au méridien de Paris, et comme les éclipses des satellites de Jupiter sont fréquentes, puisqu'il en arrive une (au moins pour les trois premiers satellites) à chacune de leurs révolutions, c'est-à-dire, à des intervalles de 42 h., 48 pour le premier, de 85 h., 3 pour le second, et de 7 j., 4, ou 17 j. pour le troisième, et le quatrième, on aura pour déterminer les longitudes sur terre un moyen bien préférable sous ce rapport aux éclipses de lune.

94. Les diamètres des satellites sont insensibles même dans les meilleures lunettes, et l'on ne peut recourir à ce moyen pour mesurer leur grosseur. On a cherché à la déduire de la comparaison des temps qu'ils mettent à pénétrer dans le cône d'ombre de la planète, mais les

observations de ce genre dépendent de trop de circonstances étrangères pour qu'on y puisse compter, et les résultats trouvés par divers astronomes, ont présenté toujours des différences considérables. On a essayé de découvrir si les satellites avaient comme les planètes principales un mouvement de rotation. Herschel qui s'est occupé de cette recherche, a reconnu, par des observations délicates sur l'intensité de leur lumière, lorsqu'ils traversent le disque de la planète, qu'ils tournent sur eux-mêmes d'un mouvement qui a même direction, et même durée que le mouvement de révolution dans son orbite; résultat qui confirme celui que Meraldi, astronome italien, avait déjà conclu relativement au quatrième satellite, du retour d'une même tache observée sur son disque. De là, en suivant les raisonnements du no 60, on conclurait que les satellites de Jupiter tournent toujours le même hémisphère vers le disque de la planète, ce qui établirait une nouvelle analogie entre ces astres et la lune qui nous présente un phénomène semblable provenant de la même cause. On pourrait donc admettre comme une loi générale de la constitution du système planétaire *l'égalité parfaite entre les mouvements de rotation des satellites et leurs mouvements de révolution autour des planètes auxquelles ils appartiennent*. Mais, comme le dit Laplace, la distance qui nous sépare des corps célestes, rend trop incertaine l'observation de phénomènes qui ne se manifestent que par des variations dans la distribution de l'ombre et de la lumière à leur surface, pour qu'on puisse en admettre les conséquences autrement que comme des probabilités, et leur accorder la confiance que méritent les résultats

fournis par l'astronomie pratique, lorsqu'elle ne sort pas de son domaine, la mesure des angles et du temps.

DE SATURNE.

95. Saturne est, dans l'ordre des distances au soleil, la dernière des planètes anciennement connues. On l'aperçoit à la vue simple ; la lumière qu'elle nous envoie paraît pâle et plombée, ce qui tient à son grand éloignement.

La marche de Saturne est la même que celle de Mars et Jupiter; elle est sujette aux mêmes irrégularités. La planète, à partir de la conjonction, s'avance d'Occident en Orient, jusqu'à ce qu'elle se trouve à 109° 54′ du soleil; elle paraît un moment stationnaire, son mouvement direct se change en un mouvement rétrograde, jusqu'à l'instant où, après s'être trouvée en opposition, elle arrive à 109° 54′ du soleil, alors elle reprend de nouveau le mouvement direct jusqu'à la conjonction, et recommence d'après les mêmes lois la révolution suivante. Toutes ces apparences sont conformes à celles que doivent nous présenter les mouvements d'une planète supérieure circulant autour du soleil. La durée totale de la rétrogradation est d'environ 137 j., et l'arc parcouru de 6° 48′; mais la durée et l'étendue de la rétrogradation varient à chaque révolution. Nous en avons donné les raisons en parlant de Jupiter.

Saturne se déplace dans le ciel avec une extrême lenteur. La durée d'une révolution synodique ou l'intervalle entre deux conjonctions consécutives est de 378 j.,

la durée d'une révolution sidérale de 10758 j., 97 ou 29 ans 5 mois et 14 jours. Saturne parcourt ainsi 1° par mois environ, ou un signe dans l'espace de 2 ans et demi. Il s'écarte très-peu du plan de l'écliptique, l'inclinaison de son orbite sur ce plan est de 2° 29′ 38″, la longitude du nœud ascendant de 111° 55′ 47″, le rapport de l'excentricité au demi-grand axe 0,05617, la distance moyenne ou le demi-grand axe conclu de la durée de la révolution 9,5388, la distance moyenne du soleil à la terre étant prise pour unité.

96. Saturne est donc 9 fois et demie plus éloigné que nous du soleil; lorsqu'il en approche le plus près, il en est encore à 320 millions de lieues. A cette distance, le disque solaire paraît 80 fois plus petit qu'à la surface de la terre; sa chaleur et sa lumière y sont affaiblis aussi dans la même proportion. Un observateur placé à sa surface, ne doit point apercevoir les quatre premières planètes Mercure, Vénus, la Terre et Mars, parce que leurs écarts du soleil paraissent si petits à cette distance, qu'ils doivent rester confondus dans ses rayons, de même qu'une planète qui serait plus voisine de cet astre que Mercure, pourrait demeurer longtemps invisible pour nous. Un habitant de Saturne ne peut donc connaître positivement que l'existence de Jupiter, et soupçonner tout au plus celle de Mars, dont les digressions sont plus fortes que celles des trois premières planètes, mais qui, par sa petitesse et son faible éclat, doit être très-difficile à distinguer.

L'observation des diamètres de Saturne montre qu'il change de distance par rapport à la terre. Au moment de l'opposition où le diamètre apparent a la plus grande

valeur, il s'élève à 20″, il n'est plus que de 16″ dans les conjonctions. Dans les distances moyennes de la planète à la terre, il est de 18″ à peu près. A la même distance le diamètre de la terre ne serait pas de 2″, les volumes de ces corps sont entre eux comme les cubes de ces nombres, on trouve ainsi que Saturne est 984 fois plus grand que la terre. Vu dans une lunette, son disque paraît sensiblement aplati, le diamètre dans le sens de l'aplatissement, selon M. Arago, est d'environ $\frac{1}{11}$ plus petit que le diamètre dans le sens opposé.

L'éloignement de Saturne, et la difficulté d'observer sa surface, avaient empêché longtemps de reconnaître s'il avait un mouvement de rotation comme les autres planètes, mais W. Herschel à l'aide de son puissant télescope s'est occupé de cette recherche et il a reconnu que cette rotation existe en effet, qu'elle s'effectue comme tous les mouvements planétaires d'Occident en Orient, autour d'un axe incliné de 61° 54′ à l'écliptique, et que sa durée est de 10 h. 16′ environ, c'est-à-dire qu'elle est la même à très-peu près que celle de Jupiter. Il a paru remarquable que les deux plus grosses planètes soient ainsi douées d'un mouvement de rotation deux fois plus rapide que celui des planètes qui leur sont inférieures, celles-ci tournant toutes quatre sur elles-mêmes dans la durée d'un jour à peu près.

Des satellites de Saturne.

97. Saturne est accompagné de sept satellites qui circulent autour de lui d'Occident en Orient dans des orbes à peu près circulaires. Leurs distances au centre de la

planète se déduisent des durées des révolutions par le rapport commun à tous les corps planétaires. Leur configuration mutuelle change à chaque instant, mais la grande distance qui nous en sépare rend trop difficiles les observations de leurs éclipses, pour qu'on puisse les employer soit à déterminer les longitudes terrestres, soit à fixer la distance de Saturne à la terre, comme on l'a fait pour Jupiter. Il faut d'excellents instruments pour parvenir seulement à reconnaître les satellites de Saturne, cependant on a cru apercevoir des taches à la surface de l'un d'eux, et ces taches se représentant constamment lorsque le satellite revient à la même position relativement à la planète, on en a conclu qu'il nous présente toujours le même hémisphère, ce qui exige que comme la lune et les satellites de Jupiter, il tourne sur lui-même dans le même temps qu'il emploie à faire une révolution autour de Saturne. Ce serait là une confirmation nouvelle de la loi générale d'une identité parfaite entre le mouvement de rotation et de révolution des satellites, mais tous ces résultats sont trop incertains, comme nous l'avons dit, pour qu'on puisse admettre cette conséquence autrement que comme une hypothèse très-probable.

De l'anneau de Saturne.

98. Sans doute on doit penser que les satellites, dont le nombre augmente à mesure que les planètes qu'ils accompagnent s'éloignent du soleil, leur ont été donnés pour compenser l'affaiblissement de lumière que leur distance à cet astre leur fait éprouver; mais Saturne a

été traité, à cet égard, d'une manière plus favorable encore que les autres corps planétaires. Outre les sept satellites dont elle est accompagnée, cette planète nous présente un phénomène unique dans le système du monde. Elle est entourée d'un anneau situé dans le plan de son équateur, et qui forme comme une auréole lumineuse autour de son disque. Cet anneau est très-mince; son épaisseur ne paraît pas être d'une demi-seconde; sa largeur, au contraire, est considérable, et elle occupe le tiers de l'espace de sa circonférence au centre de la planète. Il a la forme d'une ellipse (*fig.* 63) dont la largeur, lorsqu'elle est la plus grande, est à peu près moitié de la longueur. Dans les moyennes distances de la planète, le rayon intérieur de l'anneau est de 15″, et le diamètre extérieur de 21″; le rayon de la planète est de 9″, on a donc ainsi $sa = 21''$, $sb = 15''$, $sc = 9''$, d'où l'on conclut $ab = sa - sb = 6''$ et $cb = sb - sc = 6''$, c'est-à-dire que la largeur de l'anneau serait de 6″, ainsi que la distance de sa surface intérieure au disque de la planète.

Un astronome anglais affirme qu'on a vu une étoile dans cet intervalle; quoi qu'il en soit, il est facile de s'assurer que l'anneau n'adhère pas à la surface de la planète. D'abord la lumière ne paraît pas la même sur son disque et sur le plan de l'anneau, ensuite la planète qui déborde l'anneau dans la partie supérieure, et qui en est débordée dans la partie inférieure, y projette une ombre que l'on distingue dans de fortes lunettes, et qui prouve à la fois que les deux corps sont isolés l'un de l'autre et qu'ils ne sont pas lumineux par eux-mêmes. Un autre phénomène nous montre mieux encore que l'anneau est un corps opaque qui emprunte sa lumière

du soleil, c'est qu'il disparaît totalement à certaines époques, quand il tourne vers nous la partie de sa surface qui n'est pas éclairée par le soleil; nous ne commençons à l'apercevoir que lorsque la terre et le soleil sont situés du même côté de son plan.

99. Dans son mouvement sur son orbite, Saturne entraîne avec lui son anneau qui conserve toujours une situation parallèle, et ce mouvement, combiné avec les déplacements de la terre par rapport au soleil, rend raison des apparences qu'il nous présente. Soient EDC (*fig.* 64) l'écliptique, *ceg* l'orbite de Saturne dont le rayon est neuf fois et demi plus grand, S le soleil. Lorsque la planète est en *c*, si l'on suppose que *cx* soit l'intersection du plan de l'anneau avec l'écliptique, on voit que ce plan prolongé ne rencontre pas l'orbe terrestre, le soleil et la terre se trouvant d'ailleurs placés du même côté, nous apercevons la face éclairée sous la forme d'une ellipse, et comme Saturne se meut très-lentement, cette situation pourra se prolonger pendant plusieurs années; mais à mesure que la planète avance dans son orbite de *c* en *g*, la ligne *cx*, qui reste toujours parallèle à elle-même, se rapproche de l'écliptique que son prolongement finit par couper successivement aux points D, T, C. Si la terre se trouve en E sur le prolongement de l'anneau, nous cessons de l'apercevoir et si elle passe sur la surface opposée au soleil, l'anneau demeure invisible tant que la ligne *cx* passe entre le soleil et la terre. Cet intervalle peut être de plusieurs mois. Si la terre et le soleil se trouvent ensuite placés en même temps au-dessus ou au-dessous du plan de l'anneau, il redevient visible et nous paraît sous la forme d'une ellipse qui

s'agrandit à mesure que le rayon visuel, mené de la terre à Saturne, fait un plus grand angle avec le plan de l'anneau. Quelquefois la partie supérieure de cette ellipse se trouve cachée derrière la planète, tandis que la partie inférieure se confond avec sa surface, Saturne nous paraît alors comme supporté par deux espèces d'anses qui s'étendent de chaque côté de son globe avec une largeur variable.

L'anneau disparaît complétement, quelle que soit la position de la terre lorsque la droite *cx* prolongée passe par le centre du soleil; cet astre se trouvant alors dans le plan de l'anneau, il n'en éclaire que l'épaisseur, et la surface lumineuse étant trop mince pour être aperçue de la terre à une si grande distance, Saturne nous paraît alors comme un globe arrondi semblable aux autres planètes.

L'orbe *cdefg* de Saturne étant beaucoup plus étendu que celui de la terre, le diamètre CE de l'écliptique sous-tend sur cet orbe un arc d'environ 10°, c'est à peu près le mouvement de Saturne en dix mois, c'est donc dans cet espace de temps que la ligne *cx'* passera du point E au point E' où elle est tangente à l'écliptique, et c'est, par conséquent, dans le même intervalle qu'on observera une disparition et une réapparition de l'anneau, toutes les fois que Saturne reviendra dans les points de son orbite voisins des nœuds de son anneau (1).

(1) Les longitudes des nœuds de l'anneau sont 170° et 350°, c'est donc lorsque Saturne approche de ces deux points que son anneau devient invisible pour nous, au contraire nous le voyons dans la position la plus avantageuse pour l'observer, quand la planète est

Ce phénomène se reproduira donc deux fois à chaque révolution, et comme la durée d'une révolution de Saturne est de trente ans, on observera régulièrement une disparition et une réapparition tous les quinze ans, l'anneau restera ensuite visible pendant près de quinze années.

Outre cette disparition causée par le passage du soleil dans le plan de l'anneau, il peut en arriver une seconde résultant du passage de la terre par le même plan, celle-ci ne sera point générale comme la première, et dépendra à chaque révolution de la position de Saturne relativement à la terre et au soleil. Ainsi, en 1789, on observa deux disparitions et deux apparitions dans la même année; la première disparition eut lieu le 4 mai, et la première réapparition le 4 août; la seconde disparition eut lieu le 9 octobre, et l'on observa une seconde réapparition à l'autre face le 31 janvier suivant.

Voici pendant la révolution actuelle les époques où l'anneau a éprouvé une disparition complète, et celles où il s'est trouvé dans la position la plus favorable pour être observé de la terre.

par 80° ou 260° de longitude; toutefois la position respective de la terre influe beaucoup comme nous l'avons dit, sur l'aspect du phénomène.

ÉPOQUES.	LONGITUDE MOYENNE DE SATURNE.	PHASES DE L'ANNEAU.
1825 novemb.	80°	Face australe éclairée.
1833 avril. . .	170°	Invisible.
1838 juillet. .	260	Face boréale éclairée.
1847 décemb.	350	Invisible.
1855 avril. . .	80	Face australe éclairée.

Ces apparences, qui sont un résultat fort simple des divers degrés d'inclinaison que prennent les rayons lumineux qui nous viennent de Saturne et de son anneau, en vertu des mouvements respectifs de cette planète et de la terre, ont d'abord beaucoup embarrassé les astronomes qui n'avaient point d'assez bons instruments pour les bien observer; mais Huygens, ayant construit de meilleures lunettes, reconnut la véritable cause qui les produisent, et l'explication qu'il en a donnée a été généralement adoptée.

100. Puisque la disparition de l'anneau, à certaines époques, ne provient que de l'affaiblissement de la lumière qu'il nous envoie, il est clair que si nos instruments étaient plus perfectionnés, nous ne cesserions jamais de l'apercevoir; c'est, en effet, ce que Herschel, le père, a confirmé à l'aide de ses grands télescopes. Dans ses disparitions, il voyait encore l'anneau comme un fil très-

délié qui aurait traversé la surface de la planète. L'observation de quelques points brillants, remarqués à la surface de l'anneau, lui a indiqué aussi qu'il avait un mouvement de rotation dirigé d'Occident en Orient comme tous les mouvements planétaires. Ce mouvement s'exécute autour d'un axe perpendiculaire à son plan et passant par le centre de Saturne, sa durée est de 0^j 437 ou 10^h environ, tandis que la planète tourne autour du même axe dans le même sens et dans la période de 0^j, 428. Ce qui est très-remarquable, c'est que ce résultat que W. Herschel a trouvé par l'observation directe, avait été déduit par Laplace des formules de la théorie. L'inclinaison de l'anneau sur le plan de l'écliptique est de 28 à 30°, la longitude de son nœud ascendant de 167° 20'.

La surface de l'anneau est sensiblement plane, sans cela, ainsi que l'a remarqué Huygens, il y aurait des parties de cette surface qui seraient éclairées avant les autres, comme le sont sur la terre les sommets des montagnes. Cette surface n'est pas continue, on y remarque une bande noire circulaire qui semble partager l'anneau en deux parties distinctes et concentriques, dont l'extérieure est plus large que l'intérieure. Quelques observateurs ont cru même apercevoir d'autres bandes noires qui partagent l'anneau en un plus grand nombre de parties.

101. Les six premiers satellites de Saturne se meuvent à peu près dans le plan de l'anneau, le septième seul s'en écarte sensiblement en parcourant un plan plus rapproché de l'écliptique. Enfin Herschel a cru avoir aperçu encore deux nouveaux satellites qui circulent autour de Saturne d'Occident en Orient, dans le plan de l'anneau.

Ces satellites n'ont pas une seconde de diamètre, et sont par conséquent très-difficiles à distinguer.

Nous avons dit n° 97 que la difficulté d'observer les éclipses des satellites de Saturne n'a pas permis d'en faire usage pour déterminer ses distances à la terre et au soleil, comme on l'avait fait pour Jupiter, mais on y a suppléé d'une manière ingénieuse au moyen des éclipses de l'anneau. En effet, il y a un cas où l'anneau disparaît parce que le soleil est situé dans son plan, la planète se trouve alors sur la ligne des nœuds de l'anneau, ou sur l'intersection de son plan avec l'écliptique, et comme la position de cette ligne est connue, n° 99, on aura l'angle sous lequel la planète serait vue du centre du soleil. On connaît d'ailleurs la position de la terre relativement au même point : en joignant donc par trois droites les centres de Saturne, de la terre et du soleil, on formera un triangle rectiligne STP (*fig.* 65) dans lequel on connaîtra l'angle à la terre STP, l'angle au soleil PST, l'on en conclura par conséquent le rapport des côtés PT, SP à ST, c'est-à-dire la distance de Saturne à la terre et au soleil, en parties de la distance de la terre au soleil. On a trouvé ainsi que Saturne est environ 9 fois et demie plus éloigné de nous que le soleil quand son diamètre apparent est de 16″, ce qui s'accorde assez bien avec le résultat déduit de la comparaison des temps périodiques.

URANUS.

102. Uranus est, de toutes les planètes connues, la plus éloignée du soleil ; placée aux limites du système solaire,

elle n'a que l'apparence d'une étoile de sixième ou de septième grandeur, et on ne l'aperçoit guère qu'avec le secours des lunettes. Aussi était-elle inconnue des anciens, ce fut Herschel qui en fit la découverte en 1781 ; il paraît cependant qu'elle avait été observée par divers astronomes à des époques antérieures, mais ils n'avaient point aperçu son mouvement propre, et ils l'avaient rangée parmi les étoiles. Uranus suit exactement la même marche que les autres planètes supérieures; il est sujet à des stations et à des rétrogradations semblables lorsqu'il approche de l'opposition, son mouvement est seulement beaucoup plus lent.

La durée d'une révolution d'Uranus est de 84 ans, 8 jours, 18 heures, sa distance moyenne au soleil est de plus de 19 fois la distance du soleil à la terre, et surpasse de moitié, par conséquent, celle de Saturne au même astre, la découverte de cette planète a donc doublé les dimensions de notre système planétaire. Son orbite n'est point exactement circulaire, son excentricité est de 0,04661 du demi-grand axe; son inclinaison sur le plan de l'écliptique n'est que de 46′ 26″, c'est par conséquent de toutes les planètes celle qui s'écarte le moins du plan de l'écliptique; la longitude de son nœud ascendant en 1800 était de 72° 59′ 21″.

103. Herschel, au moyen de son grand télescope, a reconnu à cette planète six satellites, il sont beaucoup plus difficiles encore à apercevoir que les satellites de Saturne. Aussi les autres astronomes, avec leurs instruments ordinaires, n'ont-ils pu constater avec évidence que l'existence de deux d'entre eux, le second et le quatrième. Jusqu'ici, il paraît que Herschel est le seul qui

les ait observés avec une attention suivie; il résulte de ses observations qu'ils se meuvent dans des orbites presque circulaires et perpendiculaires au plan de l'écliptique. Le second satellite fait sa révolution en 8 j. 17 h. 1′ 19″, le quatrième en 11 j. 11 h. 5′ 1″. Mais une circonstance remarquable, c'est que leur mouvement projeté sur l'écliptique, au lieu d'être *direct,* comme celui de toutes les planètes et des autres satellites, est *rétrograde,* c'est-à-dire qu'au lieu d'être dirigé d'Occident en Orient, il s'exécute en sens contraire. Ces deux satellites sont les seuls dont les éléments soient établis sur des observations positives, on n'a sur les éléments des quatre autres que des notions conjecturales, et leur existence même est douteuse.

Herschel a cru encore découvrir à Uranus les traces de deux anneaux perpendiculaires l'un à l'autre, mais rien n'a depuis confirmé ce soupçon.

Le peu d'éclat et la grande distance d'Uranus rendent cette planète très-difficile à observer; son diamètre dans les lunettes n'est pas de 4″, aussi n'a-t-on pu constater comme pour les autres planètes son mouvement de rotation, on peut seulement le supposer par analogie et comme une loi générale des mouvements planétaires. La même analogie doit faire penser que ce mouvement a lieu dans le même sens que celui des autres planètes, et que les satellites s'écartent peu du plan de l'équateur, en sorte que l'axe de rotation est à très-peu près contenu dans le plan de l'écliptique.

Le diamètre du soleil que nous voyons sous un angle de 31′ 54″, à la distance d'Uranus qui est d'environ 660 millions de lieues, ne serait que de 1′ 40″, le disque de

cet astre y doit donc paraître près de 400 fois moindre que sur la terre, et à peu près comme une étoile de première grandeur. L'intensité de la lumière et de la chaleur solaires y sera donc diminuée dans le même rapport, et l'on peut juger par là de l'intensité du froid qui doit régner à la surface de cette planète. Le diamètre d'Uranus est 4 fois et demie celui de la terre, et son volume 67 fois et demie celui de notre globe.

PLANÈTES TÉLESCOPIQUES.

CÉRÈS, PALLAS, JUNON ET VESTA.

104. L'introduction de ces quatre astres dans le système planétaire ne date que du commencement de ce siècle. Cérès a été reconnue en 1801, par Piazzi; Pallas, en 1802, par Olbers; Junon, en 1804, par Harding; enfin Vesta, en 1807, par Olbers.

La découverte de ces quatre planètes est remarquable en ce qu'elle est due à une espèce d'induction rationnelle et non pas au hasard comme celle des autres corps du système solaire. En effet, nous avons déjà vu que Kepler, frappé du grand intervalle resté vide entre Mars et Jupiter, avait imaginé qu'il devait être partagé par l'orbite d'une planète jusqu'alors inconnue, et dont l'existence rétablirait l'harmonie des distances des planètes au soleil. La découverte d'Uranus rappela l'attention des astronomes sur cette idée de Kepler, et dans les diverses tentatives qu'il fit pour la vérifier, Piazzi fut conduit à observer un astre dont il reconnut bientôt le mouvement



propre par rapport aux étoiles qui l'environnaient et qu'il nomma *Cérès*.

Cette planète est extrêmement petite, elle est enveloppée d'une nébulosité qui empêche d'en distinguer le véritable disque. Sa distance au soleil est de 2, 78, la distance du soleil à la terre étant prise pour unité, c'est-à-dire qu'elle est trois fois à peu près plus éloignée de nous que cet astre, ce qui la place en effet entre Mars et Jupiter, conformément à l'idée de Kepler.

Les travaux entrepris par Olbers pour suivre les mouvements de cette planète, lui en firent découvrir une seconde qu'il nomma *Pallas*, sa distance au soleil est à peu près la même que celle de Cérès, mais elle fait au nord et au sud de l'écliptique des écarts beaucoup plus considérables et qui peuvent dépasser 24°; il faudrait par conséquent agrandir beaucoup la largeur du zodiaque ou de la zone qui renferme les orbites de toutes les planètes, pour l'y pouvoir comprendre, mais comme les dimensions de cette zone sont absolument arbitraires, que sa largeur n'avait été fixée à 16° que pour y renfermer Vénus, celle des planètes anciennement connues qui s'écarte le plus du plan de l'écliptique, rien ne s'oppose à cet agrandissement du zodiaque ni même à ses empiétements futurs sur le reste de la sphère céleste.

Enfin Junon et Vesta, dont la découverte suivit celle de Cérès et Pallas et en fut, pour ainsi dire, la conséquence, sont situées à peu près à la même distance du soleil. La distance moyenne de Junon est de 2,6 et celle de Vesta de 2,3, la distance moyenne de la terre au soleil étant prise pour unité.

Ces quatre planètes ne sont visibles qu'avec le secours

de très-bonnes lunettes. Vesta, quoique la plus petite des quatre, paraît cependant la plus brillante, elle a l'éclat d'une étoile de cinquième ou de sixième grandeur; les trois autres ne présentent que les apparences d'étoiles de neuvième ou dixième grandeur. Cérès a une lumière très-variable, tantôt elle est vive et rougeâtre, tantôt pâle et blanchâtre.

Le diamètre de Pallas, la plus considérable de ces quatre planètes n'est pas de 4″, et son volume, selon Schröter, ne dépasserait pas celui de la lune. On a calculé que le volume des quatre astres réunis ne formerait pas la vingt-cinquième partie de celui de notre globe. Quelques astronomes voulaient, à raison de leur petitesse, leur refuser le titre de planètes, et les désigner par le nom particulier d'*astéroïdes*, mais l'usage de les comprendre parmi les corps planétaires a prévalu; seulement, pour les distinguer des planètes principales, on les a nommées *planètes télescopiques*.

Leurs mouvements, comme tous les mouvements planétaires, sont dirigés d'Occident en Orient, ils sont tour à tour directs et rétrogrades comme ceux des planètes supérieures. Ces astres ont été observés avec assez de soin, particulièrement par les astronomes allemands, pour que les éléments de leurs orbites et les lois de leurs mouvements soient maintenant très-bien connus. Les plans qui les renferment sont, en général, fortement inclinés sur le plan de l'écliptique, les inclinaisons et les excentricités des orbites de Junon et Pallas se font surtout remarquer par leur grandeur.

On ne peut juger de leur distance au soleil que par la durée de leur révolution. Cette durée est à peu près la

même et de 4 ans $\frac{2}{3}$ environ pour les trois premières La durée de la révolution de Vesta paraît plus courte d'une année, c'est-à-dire qu'elle est de 3 ans $\frac{2}{3}$ à peu près. Nous donnerons plus loin un tableau général qui contiendra les éléments de toutes les planètes et ceux des astéroïdes.

105. Ainsi, au lieu d'une planète située entre Jupiter et Mars selon l'idée de Kepler, il s'en est trouvé quatre pour combler cet intervalle. Mais leur analogie entre elles, leur petitesse, l'égalité à peu près parfaite de leurs distances au soleil, ont fait penser qu'elles pourraient bien n'être que les débris d'une seule et même planète brisée par une secousse intérieure. En effet, on a reconnu par la théorie que, dans ce cas, les fragments de cet astre pourraient circuler, il est vrai, dans des orbites plus ou moins excentriques et diversement inclinées à l'écliptique, mais que toutes les distances au soleil devaient rester les mêmes à très-peu près, et que toutes les orbites devaient se couper au même point. Or, c'est ce qui a lieu pour les quatre planètes Cérès, Junon, Pallas et Vesta. Cette conjecture a d'ailleurs reçu un nouveau degré de probabilité dans un beau mémoire de Lagrange, où ce géomètre démontre par la théorie qu'il eût suffi d'une commotion qui aurait communiqué aux débris d'une planète une vitesse moindre que *vingt* fois celle du boulet de canon, pour que ces débris pussent décrire des orbites elliptiques comme celles des quatre planètes télescopiques.

Quoi qu'il en soit, il est bon d'observer que le ciel nous est aujourd'hui assez bien connu pour que la découverte de nouvelles planètes soit au moins très-rare, et comme

il faudrait supposer que les masses de ces planètes sont extrêmement petites pour avoir échappé si longtemps aux regards des observateurs, on peut présumer que s'il y en a en effet qui soient encore inconnues, leur existence est sans aucune importance pour nous et ne peut exercer aucune influence sensible sur les autres corps du système solaire.

CHAPITRE VIII.

LOIS GÉNÉRALES DES MOUVEMENTS PLANÉTAIRES.

Toutes les planètes se meuvent dans le même sens autour du soleil. — Tracé graphique de leurs orbites. — Ces courbes sont des ellipses dont le soleil occupe l'un des foyers. — Lois de Kepler. — Éléments des orbites planétaires. — Moyen de les déterminer. — Construction des tables des planètes. — Configurations remarquables du système solaire. — Perturbations du mouvement elliptique des planètes. — Inégalités séculaires. — Inégalités périodiques. — Mouvement elliptique des satellites autour de leurs planètes respectives. — Éléments de leurs orbites. — Relations remarquables entre les mouvements sidéraux des trois premiers satellites de Jupiter. — Vitesse de la lumière conclue de l'observation des éclipses du quatrième satellite. — Tableau des éléments des satellites.

106. Nous avons présenté dans le chapitre précédent les résultats qu'a produits une observation longue et attentive des mouvements planétaires. Ce qui a d'abord étonné les premiers observateurs, ce sont les stations et les changements de directions auxquels toutes les planètes sont assujetties quand elles arrivent dans les par-

ties inférieures de leurs orbites, c'est-à-dire lorsqu'elles sont les plus brillantes, que leurs diamètres apparents sont les plus grands et qu'elles sont, par conséquent, le plus rapprochées du soleil. Nous avons vu que ces apparences résultent de ce que la terre n'est point au centre du monde, et qu'elles sont les conséquences simples et rigoureuses de ses déplacements dans l'écliptique, combinés avec les mouvements des autres planètes. Cette nécessité d'admettre les mouvements de la terre autour du soleil résulte aujourd'hui d'un si grand nombre de faits, qui sans cela demeureraient inexplicables, qu'on ne peut le révoquer en doute sans se refuser à l'évidence; mais les premiers astronomes, trompés comme le vulgaire par les illusions de leurs sens, crurent longtemps la terre placée au centre des mouvements célestes, et dans cette hypothèse, l'explication des irrégularités des planètes si simple pour nous, leur paraissait un problème aussi difficile qu'intéressant. Nous avons vu par quel ingénieux échafaudage de cercles et d'épycycles ils étaient parvenus à le résoudre de manière à satisfaire à tous les phénomènes qu'avaient indiqués leurs observations imparfaites. Cette complication a disparu du système du monde lorsque sa véritable constitution a été connue; ce qui était obscur s'est éclairci, les explications pénibles sont devenues faciles, et l'hypothèse de Copernic a eu l'immense avantage de rendre aux mouvements célestes le premier caractère des œuvres de la nature, l'harmonie et la simplicité.

La difficulté pour nous de reconnaître les véritables lois de ces mouvements tient donc uniquement à ce que nous ne sommes pas placés au centre autour duquel ils

s'exécutent, et que les lieux d'où nous les observons changent eux-mêmes continuellement de position dans l'espace. Il nous a été très-facile, en effet, de reconnaître et de tracer les orbites de la lune autour de la terre et de la terre autour du soleil, parce que dans le premier cas, les observations directes nous ont fourni tout ce qui était nécessaire pour cet objet, et qu'il nous a été permis dans le second de transporter à la terre vue du centre du soleil, les observations de cet astre faites à la surface du globe. Essayons pour les planètes une opération analogue, et proposons-nous de reconnaître ainsi la nature des orbites qu'elles paraîtraient décrire si on les observait du centre du soleil. Pour cela remarquons qu'il y a pour les planètes des observations qui doivent donner des résultats absolument les mêmes, qu'elles soient faites à la surface de la terre ou à la surface du soleil; ce sont celles qui se rapportent aux oppositions et aux conjonctions, puisqu'au moment du phénomène, la terre, le soleil et la planète se trouvent sur la même ligne droite, et correspondent au même point du ciel. Supposons donc qu'on suive dans son cours une planète supérieure à partir d'une opposition, les conjonctions étant plus difficiles à observer parce que la planète est alors confondue dans les rayons du soleil, qu'on note exactement l'instant du phénomène et qu'on remarque à quel point du ciel correspondait alors la planète, il est clair que ce lieu est le même que celui que cet astre semblerait occuper pour un observateur placé dans le soleil. Qu'à l'opposition suivante, on observe de même l'instant précis auquel elle arrive, et le point au ciel auquel répond alors la planète l'arc compris entre ce lieu et celui qu'elle occupait à la

première opposition, donnera l'espace angulaire qu'elle a parcouru dans l'intervalle comme s'il avait été mesuré du centre du soleil, et la différence des instants observés sera le temps qu'elle a mis à le décrire. Le mouvement de la planète étant plus rapide que celui de la terre, les oppositions correspondront successivement à divers points de son orbite, en réunissant donc toutes les oppositions observées pendant une révolution sidérale de la planète, on formera autour du point S (*fig.* 66) une suite d'angles PSP', P'SP'', etc., qui représenteront les mouvements angulaires de la planète dans l'intervalle de deux oppositions consécutives.

La comparaison de ces angles et de ces intervalles suffira pour montrer que les arcs parcourus ne sont pas égaux en temps égaux, ce qui doit nous faire présumer que l'orbite n'est pas circulaire. Mais pour s'en assurer et pour décrire cette courbe, il faudrait connaître les distances SP, SP', etc. de la planète au soleil. On ne peut les déterminer dans les oppositions et les conjonctions puisque la planète se trouve sur le même rayon visuel que le soleil, mais si l'on observe la planète dans une position intermédiaire et préférablement au moment de la quadrature parce que c'est alors que son rayon vecteur se présente à l'observateur sous le plus grand angle, en établissant une proportion entre les intervalles de temps qui séparent la première opposition de la quadrature et de l'opposition qui la suivent, et les arcs que la planète décrit dans ces intervalles, on déterminera approximativement la position du rayon vecteur S*p* sur lequel doit se trouver la planète à l'instant de la quadrature. Si l'on considère donc le triangle S*p*T formé par les droites qui

joignent les centres du soleil, de la planète et de la terre, l'angle à la terre compris entre la planète et le soleil sera donné par l'observation, l'angle au soleil sera l'angle p'ST déterminé par la construction précédente, on pourra donc en conclure le rapport de Sp à ST, c'est-à-dire la valeur du rayon vecteur de la planète en parties du rayon vecteur de la terre, qui sera lui-même exprimé en parties de la distance moyenne de la terre au soleil. En répétant la même opération pour chacune des quadratures successives pendant la durée d'une révolution sidérale de la planète et même si l'on veut pour des époques intermédiaires entre celles des conjonctions et des quadratures, et en reportant les valeurs qui en résulteront sur les droites tracées autour du point S, on aura autant de points p, p', p'' etc., par lesquels on fera passer une courbe qui représentera l'orbite de la planète. On conçoit d'ailleurs qu'en comparant entre elles une série d'observations faites pendant plusieurs révolutions de la planète, on pourra donner à cette première ébauche de l'orbite un plus grand degré d'exactitude et parvenir enfin à la tracer avec toute la précision convenable.

107. C'est en appliquant un procédé semblable au mouvement de Mars, que Kepler fut conduit par l'allongement de la courbe qui en était résultée, à la comparer à une figure elliptique et à s'assurer que l'orbite de Mars était en effet une ellipse dont le soleil occupait l'un des foyers (1). Kepler avait heureusement choisi la planète

(1) Cette vérification était facile. En effet, on sait que trois points donnés de position sur un plan suffisent pour déterminer complétement une ellipse dont l'un des foyers est connu. En calculant donc l'ellipse qui satisfait à trois observations de la planète, on verra si

Mars pour le conduire à cette importante découverte, parce que son excentricité étant très-grande, la forme de son orbite s'écarte davantage de la figure du cercle, ce qui rend la nature de cette courbe beaucoup plus facile à reconnaître. Il était naturel de supposer par analogie la même figure aux orbes des autres planètes, et Kepler n'eut point de peine à s'assurer en effet que toutes les observations se trouvaient exactement représentées dans cette hypothèse. Nous avons vu n° 67, que l'orbite que la terre décrit autour du soleil dans son mouvement annuel est une courbe du même genre. On peut donc en conclure ce premier principe général des mouvements planétaires.

1° *Les orbites des planètes sont des ellipses dont le centre du soleil occupe un des foyers.*

Il s'agissait ensuite de découvrir la loi du mouvement de translation sur ces courbes. En comparant les arcs décrits par le mouvement journalier de Mars en différents points de son orbite, aux puissances successives des rayons vecteurs qui leur correspondent, Kepler, après quelques essais, reconnut que ces arcs multipliés par le carré des rayons vecteurs, donnent un produit constant. Or nous avons vu, en parlant du soleil, que ce produit est le double du petit secteur elliptique compris entre deux positions successives du rayon vecteur séparées par l'intervalle d'un jour. On peut donc conclure que les surfaces décrites autour du soleil par les rayons vecteurs de Mars

toutes les autres observations y sont également comprises. Les résultats de la construction graphique indiquée, et qui pouvaient laisser des doutes, acquièrent ainsi toute la précision des résultats numériques.



sont égales en temps égaux ou qu'elles croissent comme le nombre de jours employés à les tracer; nous avons reconnu que la même loi s'observait relativement au mouvement annuel de la terre, Kepler s'assura d'ailleurs qu'elle se vérifie relativement à toutes les autres planètes, on peut donc en conclure ce second principe général :

2° *Les surfaces tracées par les rayons vecteurs des planètes autour du soleil sont proportionnelles aux temps employés à les décrire.*

Ces deux principes suffisent pour assigner à chaque instant la position d'une planète relativement à une droite invariable menée par le centre du soleil; mais Kepler, conduit par la nature de son esprit à établir des rapports entre tous les phénomènes qui lui semblaient avoir entre eux de l'analogie, et frappé comme l'avaient été les astronomes de l'antiquité, de voir que les mouvements des planètes étaient d'autant moins rapides qu'elles étaient plus éloignées du soleil, entreprit de chercher le rapport qui pouvait exister entre les temps des révolutions des différentes planètes et leurs distances au soleil. Cette recherche l'occupa *dix-huit ans*, tant il attachait de prix à la découverte, et lorsqu'enfin après beaucoup de vaines tentatives il fut parvenu à une hypothèse qui lui réussit, il resta, dit-on, quinze jours sans oser vérifier son calcul, dans la crainte que le succès n'eût encore trompé son attente. Le rapport qu'il venait de découvrir entre les temps des révolutions et les distances au soleil, et qui lie entre eux par une loi commune les mouvements des différentes planètes, constitue ce troisième principe général.

3° *Les carrés des temps des révolutions planétaires*

sont entre eux comme les cubes des grands axes des orbites.

Tels sont les trois principes fondamentaux qui régissent les mouvements des planètes autour du soleil, et qui, constamment vérifiés par l'accord des observations, sont devenus la base de toute l'astronomie théorique. Ces principes, nommés *lois de Kepler*, immortaliseront le nom de leur inventeur. L'utilité des deux premières lois qui permettent à un astronome de fixer à chaque instant les positions mutuelles de toutes les planètes, soit entre elles, soit relativement aux étoiles, du moment que les positions qu'elles occupaient à un instant donné lui sont connues, et d'assigner ainsi la configuration du système planétaire dans les temps passés et futurs, se fait assez sentir par elle-même pour qu'il soit superflu d'insister sur son importance; pour apprécier l'utilité de la troisième, il suffit de remarquer que de tous les éléments du mouvement d'une planète, le temps qu'elle met à revenir à la même position sidérale est le plus facile à observer; le rapport qui permet de conclure de la durée de la révolution d'une planète, sa distance au soleil, donne donc cette distance avec beaucoup plus d'exactitude qu'on ne pourrait en attendre de toute espèce d'observations directes. Au moyen de ce rapport, en prenant pour unité la distance moyenne de la terre au soleil, selon l'usage adopté par les astronomes, on déterminera les distances de toutes les planètes en parties de cette unité; on en conclura ensuite leurs distances absolues en multipliant les nombres qui exprimeront leurs distances relatives, par la valeur numérique de la distance de la terre au soleil exprimée en parties de la quantité que l'on a

choisie pour mesurer les distances. Enfin, ce sont ces belles lois que Kepler a trouvées par le seul secours de l'observation, qui conduisirent cinquante ans après Newton à la découverte du principe de la *pesanteur universelle* dont elles ne sont, comme on le verra, qu'une conséquence mathématique.

108. Nous avons nommé périhélie n° 36, le point de l'orbite d'une planète où elle est le plus rapprochée du soleil; aphélie, le point où elle en est à sa plus grande distance. D'après la construction de l'ellipse, (*fig.* 34) ces deux points sont situés à l'extrémité du grand axe dont la moitié est la distance moyenne de la planète au soleil.

L'excès de la plus grande sur la plus petite distance détermine l'aplatissement de l'orbite, et le rapport de la moitié de leur différence au demi-grand axe donne son excentricité. Lorsqu'on connaît le demi-grand axe et l'excentricité, on peut décrire l'ellipse d'une planète, mais pour déterminer la position de cette courbe relativement à l'orbite terrestre, il faut connaître encore son inclinaison sur le plan de l'écliptique et la position de la ligne des nœuds.

La situation de l'orbite étant ainsi complétement fixée, on pourra aisément trouver en tout temps le lieu de la planète dans le ciel, pourvu que l'on connaisse la position de la planète sur son orbite à une époque donnée.

La détermination des mouvements des planètes autour du soleil dépend donc en général de six quantités que l'on a nommées les *éléments du mouvement elliptique*. Cinq de ces éléments fixent la nature et la position de l'orbite, ce sont: 1° *le demi-grand axe*, ou la distance moyenne de la planète au soleil; 2° *l'excentricité*; 3° *la*

position du périhélie sur l'orbite; 4° *la position de la ligne des nœuds* ou de l'intersection de l'orbite avec le plan de l'écliptique; 5° *l'inclinaison* du premier plan sur le second. Enfin le sixième élément uniquement relatif au mouvement de la planète, est le lieu qu'elle occupe sur son orbite à un instant déterminé, ou sa longitude comptée sur cette orbite à partir d'une droite fixe passant par le centre du soleil, cette quantité a été nommée pour abréger *longitude de l'époque.*

En ne considérant donc que les sept planètes principales, il y aura en tout 49 quantités nécessaires à connaître pour être en état d'assigner la position de chaque planète autour du soleil à un instant donné. La détermination de ces éléments forme l'un des objets les plus importants des travaux des astronomes, ils sont incessamment occupés à les perfectionner.

Le grand axe et l'excentricité ne peuvent être déterminés par des observations directes, mais on les déduit sans peine des lois du mouvement elliptique.

Ainsi l'observation des intervalles que met une planète à revenir au même nœud, fait connaître avec précision la durée de sa révolution sidérale, et au moyen de la troisième loi de Kepler, par une simple proportion, on en conclut la distance moyenne de la planète au soleil en parties de la distance moyenne de la terre au même astre (1).

Les observations des diamètres apparents et des mou-

(1) Ainsi la durée d'une révolution sidérale de Mercure est de 87 j., 96925804, et celle de l'année sidérale de 365j,256384, les carrés des grands axes des orbites de Mercure et de la terre, seront donc par la troisième loi de Kepler proportionnels aux cubes de

vements diurnes qui nous ont donné une première idée de l'excentricité des orbites de la lune et du soleil, ne peuvent servir pour les planètes, parce que nous ne sommes pas placés au foyer de leurs orbites ; mais en supposant connu le moyen mouvement de la planète, et en comparant trois longitudes observées à leurs valeurs sur une ellipse dont l'excentricité et le périhélie sont arbitraires, on parvient aisément à déterminer ces deux éléments.

109. Cette méthode est simple et générale, mais quelquefois des circonstances particulières peuvent faciliter la détermination de l'excentricité et du périhélie. On a nommé généralement n° 78, élongation l'angle compris entre deux rayons visuels menés de la terre à une planète et au soleil. La plus grande distance angulaire d'une planète au soleil, pour un observateur placé à la surface de la terre, ou la valeur de l'élongation qui a lieu lorsque l'angle à la planète SPT (*fig.* 67) est droit, ou lorsque le vecteur TP, mené de la terre à la planète, est tangent à le l'orbite *abcd*, se nomme sa *digression*, ce mot s'emploie spécialement pour les planètes inférieures Mercure et Vénus. Si la terre était constamment à la même distance du soleil, et si les orbites planétaires étaient circulaires, les digressions d'une planète seraient toujours de même grandeur. Mais les orbes planétaires étant des ellipses, la digression doit varier selon les positions de la planète

ces nombres; et en les désignant le premier par a, le second par a', on aura :

$$(365{,}256384)^2 : (87{,}96925804)^2 :: a'^3 : a^3$$

d'où, en prenant pour unité de longueur la distance moyenne de la terre au soleil ce qui donne $a' = 1$, l'on tire : $a = \left(\frac{87{,}96925804}{365{,}256384}\right)^{\frac{2}{3}} = 0{,}387099$ et de même pour les autres planètes.

et de la terre dans leurs orbites respectives. La digression est à son *minimum* et à son *maximum* lorsque la planète se trouve dans les *absides;* la droite TP (*fig.* 68), menée de la terre à la planète, est alors perpendiculaire au grand axe PP′ et tangente par conséquent à l'ellipse.

Cela posé, si parmi les observations d'une planète on choisit la plus grande et la plus petite digression, elles feront connaître ses distances au soleil; lorsqu'elle se trouve au périhélie ou à l'aphélie de son orbite, l'excès de la première sur la seconde divisé par la distance moyenne est le double de l'excentricité. On détermine à la fois de cette manière l'excentricité et la position du périhélie, mais cette méthode ne s'applique qu'à Mercure et Vénus et ne peut s'étendre aux planètes supérieures pour lesquelles les élongations varient depuis zéro jusqu'à 180° (1).

110. Occupons-nous de la position des nœuds et de l'inclinaison de l'orbite à l'écliptique.

Pour déterminer les *nœuds*, on observera plusieurs jours de suite la planète; lorsque sa latitude est très-petite et va en décroissant, il sera facile de fixer l'instant où la latitude étant nulle, la planète a traversé le plan de l'écliptique. Elle se trouvait alors dans son nœud ascendant ou descendant, selon qu'elle se dirigeait vers la partie

(1) Soient v la plus grande et v' la plus petite digression d'une planète, r et r' ses deux rayons vecteurs correspondants, R et R′ ceux de la terre, dans les triangles PST, P′ST′, (*fig.* 68), on aura :

$$r = \text{R} \sin. v \quad ; r' = \text{R}' \sin. v'.$$

La différence r'-r divisée par la distance moyenne de la planète au soleil, sera le double de l'excentricité de l'orbite.

boréale ou vers la partie australe du ciel; si la planète était au même instant en opposition avec le soleil, sa longitude, vue de la terre, sera en même temps la longitude du nœud vue du soleil. Cette circonstance est la plus favorable de celles qu'on peut rencontrer, parce qu'elle permet de déterminer la position du nœud par le seul secours des observations et indépendamment des autres éléments de l'orbite. Si la planète s'écarte de l'opposition au moment où sa latitude est nulle, on calcule avec le moyen mouvement, l'excentricité et la longitude du périhélie qui sont connues, le lieu de la planète sur l'écliptique vue du soleil à l'instant de l'observation donnée, et ce lieu est celui du nœud (1).

La méthode la plus simple pour déterminer l'inclinaison serait d'observer la planète vers les points de son orbite où elle s'écarte le plus du plan de l'écliptique, sa latitude mesurerait alors l'inclinaison de cette orbite, si nous étions placés au centre du mouvement, mais avec les éléments elliptiques déjà connus, on peut toujours convertir une latitude *géocentrique*, c'est-à-dire vue du centre de la terre, en une latitude *héliocentrique*, c'est-à-dire vue du centre du soleil (2).

(1) Le phénomène des passages permet de déterminer avec exactitude pour les planètes inférieures, la position du nœud, parce qu'alors la planète se trouve dans son nœud au moment de la conjonction inférieure.

(2) En effet, soit (*fig.* 69) S le soleil, T la terre, P la planète et P′ sa projection sur le plan de l'écliptique. Nommons H la latitude héliocentrique, et G la latitude géocentrique, on aura : $H = PSP'$ et $G = PTP'$; les triangles PSP′, PTP′ donnent d'ailleurs :

$$PP' = SP' \text{ tang. } H = TP' \text{ tang. } G.$$

d'où l'on tire :

On déterminera de cette manière une suite de valeurs de la latitude héliocentrique vers le moment où la latitude géocentrique approche de son *maximum*, et la plus grande de toutes ces valeurs mesurera l'inclinaison de l'orbite de la planète sur l'écliptique.

Les occasions d'observer une planète, lorsqu'elle est dans sa plus grande ou dans sa plus petite latitude, se renouvellent lentement pour les planètes supérieures, pour Saturne par exemple, qui met trente ans à parcourir son orbite, elles ne reviennent que tous les quinze ans; les méthodes précédentes ne peuvent donc être d'un usage continuel, mais la trigonométrie offre d'autres moyens de déterminer l'intersection de l'orbite d'une planète avec l'écliptique et son inclinaison sur ce plan par des observations faites à un instant quelconque (1).

$$\text{tang. H} = \frac{\text{TP}'}{\text{SP}'} \text{ tang. G.}$$

Mais dans le triangle P'ST on a :

$$\text{SP}' : \text{TP}' :: \text{sin. T} : \text{sin. S.}$$

L'angle T est donné par l'observation, c'est la différence de la longitude de la planète à la longitude du soleil, l'angle S est donné par la théorie du mouvement elliptique, c'est la différence de la longitude de la planète vue du soleil à celle de la terre, vue du même astre, on a donc enfin :

$$\text{tang. H} = \frac{\text{sin. S}}{\text{sin. T}} \text{ tang. G.}$$

(1) Supposons qu'on ait observé une planète P au moment d'une conjonction ; dans le triangle SPT (*fig.* 70) on aura :

$$\text{SP} : \text{ST} :: \text{sin. T} : \text{sin. TPS} = \left(\frac{\text{ST}}{\text{SP}}\right) \text{sin. T.}$$

On a d'ailleurs NPS = T + S et sin. TPS = sin. NPS = sin. (T + S) en faisant donc SP = r, ST = R, on aura :

$$\text{sin. (T + S)} = \left(\frac{\text{R}}{r}\right) \text{sin. T.}$$

111. Quelques observations des positions successives qu'occupe une planète dans le ciel pendant l'une de ses révolutions, peuvent donc suffire pour donner tous les éléments de son mouvement elliptique, mais l'on n'aurait de cette manière qu'une idée imparfaite de son orbite, et l'on ne doit regarder les éléments que l'on a ainsi déterminés que comme une première approximation de leurs véritables valeurs. L'analyse mathématique offre plusieurs méthodes pour perfectionner ces premiers éléments, elles sont fondées, en général, sur la comparaison des formules de la théorie et des résultats des observations. On conçoit en effet que si les éléments de l'orbite elliptique d'une planète étaient connus avec précision, le lieu de la planète dans le ciel déduit des lois de son mouvement dans

L'angle T est la latitude géocentrique au moment de l'opposition, elle est donnée par l'observation, les distances R et r du soleil à la terre et à la planète, ou leurs rayons vecteurs dans leurs orbites elliptiques sont donnés par la théorie, puisque les éléments de ces orbites sont supposés connus, l'équation précédente donnera donc l'angle T + S, et en retranchant T on en conclura S, ou la latitude héliocentrique à l'instant de la conjonction.

Soit v la longitude de la planète mesurée sur l'écliptique, A la longitude de la terre vue du soleil; au moment de la conjonction on aura $A = v$; soit ☊ la longitude du nœud ascendant de l'orbite, A — ☊ sera la longitude de la planète comptée du nœud ascendant; si l'on conçoit le triangle sphérique rectangle PP'I compris entre l'écliptique P'I, le plan de l'orbite PI et le cercle de latitude PP', on aura dans ce triangle :

$$\text{tang. I} = \frac{\text{tang. PP}'}{\text{sin. P}'\text{I}} = \frac{\text{tang. lat. hélio.}}{\text{sin. (A — ☊)}}$$

Cette équation donnera l'angle I, ou l'inclinaison de l'orbite i.

On peut encore déterminer l'inclinaison par des formules assez simples lorsque la planète a été observée à l'instant où le soleil était dans le nœud de son orbite.

l'ellipse, devrait répondre exactement à sa position déterminée par les observations astronomiques. La différence ne peut donc provenir que de l'inexactitude des éléments, et les altérations qu'il faudra faire subir à leurs valeurs pour faire disparaître ces différences, fourniront des équations de condition qui serviront à déterminer ces corrections avec toute la précision désirable. On pourra donc parvenir ainsi à connaître les éléments d'une planète de manière à satisfaire aussi exactement que l'on voudra aux observations données, et l'on conçoit par conséquent que leur précision s'accroîtra continuellement à mesure que l'on fera concourir à leur détermination un plus grand nombre de bonnes observations (1).

Les éléments des orbites planétaires sont connus aujourd'hui avec une grande précision, c'est en corrigeant successivement leurs premières valeurs qu'on est parvenu à les obtenir, mais en renouvelant cette opération à des époques éloignées, on a remarqué que les résultats n'étaient pas identiquement les mêmes, et que les éléments elliptiques des différentes planètes, les distances moyennes exceptées qui demeurent toujours inaltérables, étaient sujets à de petites variations qui paraissent croître progressivement avec le temps. Ainsi les périhélies et les nœuds des orbites n'occupent plus au bout de cent ans la même place dans le ciel, la différence peut s'élever à un demi-degré, les excentricités et les inclinaisons subissent aussi de légers changements. Malheureusement, les observations anciennes sont trop incertaines et les observations modernes sont encore trop

(1) *Voir* les notes.

rapprochées de nous pour qu'on ait pu fixer par leur moyen l'étendue et les lois de ces altérations, mais nous verrons dans la suite comment le principe de la gravitation qui en a fait connaître la cause, a permis de les déterminer par l'analyse mathématique avec toute la précision désirable, et de devancer par la pensée des phénomènes qui n'acquerront leur entier développement que par une longue succession de siècles.

Comme ces variations sont très-petites et ne deviennent sensibles qu'en s'accumulant pendant un grand nombre d'années, on les a par cette raison nommées *inégalités séculaires*. Les grands axes et les moyens mouvements qui s'en déduisent, sont les seuls éléments du mouvement elliptique qui en soient exempts, l'observation et la théorie s'accordent à démontrer qu'ils sont inaltérables.

112. Lorsque les éléments d'une planète sont donnés, on peut, au moyen des principes du mouvement elliptique, trouver en tout temps sa position dans le ciel. En effet, il suffit pour cela de connaître à chaque instant la position du rayon vecteur sur lequel elle se trouve; or, par la seconde loi de Kepler, les secteurs décrits croissent proportionnellement au temps, on pourra donc fixer pour un instant quelconque la situation du rayon vecteur d'une planète, relativement à celle que ce rayon vecteur occupait à l'instant que l'on a choisi pour *époque*. On déterminerait ainsi par de simples observations graphiques, la situation de la planète sur son orbite à un moment donné, mais la théorie fournit des formules plus exactes et plus commodes dans lesquelles il suffit de substituer la valeur du temps à la place de la quantité

qui le représente, pour déterminer à chaque instant le rayon vecteur, la longitude et la latitude de la planète, et par conséquent sa position exacte relativement au soleil (1). Une suite de ces valeurs calculées pour des intervalles de temps égaux, et réunies dans l'ordre le plus propre à faciliter la détermination du lieu d'une planète, forme ce que l'on nomme *les tables de la planète*.

Lorsque la position d'une planète par rapport au soleil est déterminée, on peut aisément en conclure sa position relative à la terre.

On peut donc, au moyen des tables d'une planète, déterminer d'avance ses longitudes et ses latitudes géocentriques pour chaque jour de l'année, les instants précis de ses conjonctions et de ses oppositions, comme on les obtiendrait par l'observation directe. C'est de cette manière que sont formées les tables calculées dans *la Connaissance des temps* pour l'usage des astronomes et des marins.

113. La configuration sans cesse variable du système planétaire, peut aussi offrir des circonstances remarquables dont on peut fixer d'avance les époques. Ainsi, la réunion de deux ou de plusieurs planètes en un même point du ciel, offre aux astronomes un spectacle curieux et quelquefois utile. C'est en employant une conjonction de Saturne et de Jupiter observée par Ibn-Jubis, le 30 octobre 1007, que Laplace a corrigé les mouvements séculaires de ces deux planètes. On cite une conjonction des cinq grandes planètes observée en Chine sous l'empereur Tcheoun-Hio, plus de 2,500 ans avant notre ère.

(1) Voir les notes.

La première année de ce siècle a été remarquable par la réunion en un même lieu du ciel, près du cœur du Lion, de la Lune, Vénus, Jupiter et Saturne ; cette conjonction arriva le 3 octobre 1801. Au reste, les conjonctions simultanées de plusieurs planètes sont rares, et Lalande a calculé que dix-sept millions d'années séparent les conjonctions des six premières planètes principales, en n'ayant pas même égard aux heures dans cette détermination (1).

Le mouvement synodique d'une planète fait connaître l'intervalle qui la ramène à la même distance angulaire du soleil, mais il peut être utile de connaître la période après laquelle elle reprend sur son orbite la même position par rapport au soleil. Nous avons déjà vu l'usage que l'on faisait de ces sortes de périodes dans la détermination des éclipses de lune et de soleil. Pour en obtenir de semblables pour les planètes, il suffit d'avoir le rapport approché de leur moyen mouvement dans un temps

(1) Le mouvement de Vénus dans une année julienne de 365 j. et un quart est de 2166641″ 52, celui du soleil dans le même intervalle de 109256″ j. 29, et l'on trouve qne le rapport de ces deux nombres est celui de $\frac{13}{8}$, ou plus exactement $\frac{473}{291}$; les espaces parcourus par les deux astres sont dans le même rapport ; la planète décrira donc 13 circonférences, tandis que le soleil en décrira 8, ou 473 circonférences quand le soleil en décrira 291, c'est-à-dire qu'après 8 ou 291 années solaires, ayant décrit tous deux un nombre exact de circonférences, ils seront revenus aux mêmes positions sur leurs orbites respectives. Mais comme les nombres qui expriment les moyens mouvements des planètes et celui du soleil, sont des nombres premiers, les rapports de commensurabilité que nous avons supposés entre eux, ne sont qu'approchés, et l'on peut former, par conséquent, pour la même planète, une infinité de périodes plus ou moins voisines de l'exactitude selon les quantités qu'on négligera dans le calcul.

donné à celui du soleil. En effet, ce rapport fait connaître l'intervalle pendant lequel le soleil et la planète accomplissent un nombre exact de révolutions et se retrouvent par conséquent dans la même position réciproque par rapport à la terre. On peut ainsi déterminer sans calcul pour un temps donné les passages d'une planète inférieure, les conjonctions ou les oppositions moyennes d'une planète supérieure, lorsque ces phénomènes ont été fixés par le calcul ou l'observation, pour l'un quelconque des intervalles. Mais toutes ces périodes, autrefois très-employées par les astronomes, sont d'un médiocre intérêt aujourd'hui que les tables planétaires se sont multipliées, et que l'on trouve dans les éphémérides publiées par les principaux observatoires, les positions sidérales et synodiques de toutes les planètes pour chaque jour de l'année.

114. Si les planètes décrivaient des orbites rigoureusement elliptiques, comme nous l'avons supposé jusqu'ici, les formules dont nous venons de parler et les tables qui en sont déduites représenteraient exactement tous leurs mouvements; mais l'observation a fait voir qu'elles sont sujettes à de petites irrégularités qui les écartent, tantôt dans un sens, tantôt dans le sens, opposé, de la position que leur assignent les lois du mouvement dans l'ellipse; on en a conclu qu'il devait exister une cause générale qui trouble ce mouvement, et qu'on ne devait le regarder par conséquent que comme une première approximation des mouvements planétaires. Cependant, comme les perturbations sont toujours très-petites, relativement au mouvement principal de la planète, l'hypothèse du mouvement elliptique fait connaître un lieu moyen au-



tour duquel elle ne peut faire que de faibles écarts; si l'on ajoute donc aux tables elliptiques, comme de légères corrections, les petites inégalités auxquelles chaque planète est assujettie, on déterminera sa position avec une grande exactitude, sans que le travail de sa recherche en soit augmenté.

Ces inégalités qui altèrent légèrement la position elliptique des corps planétaires, diffèrent de celles que nous avons nommées inégalités séculaires et qui s'attachent spécialement aux éléments de leurs orbites. Elles ne croissent point comme celles-ci progressivement avec le temps, elles sont alternatives, c'est-à-dire qu'après avoir été en augmentant dans un sens pendant un certain nombre d'années, elles vont en diminuant dans les années suivantes, deviennent nulles et augmentent ensuite dans le sens contraire, en restant toujours renfermées dans leurs accroissements entre certaines limites qu'elles ne peuvent pas dépasser. Par cette raison, et pour les distinguer des premières, on les a nommées *inégalités périodiques*. Leur détermination a beaucoup occupé les géomètres et les astronomes, et c'est en effet l'un des points les plus difficiles et les plus importants de l'astronomie théorique et pratique. Nous y reviendrons quand nous nous occuperons des moyens que donne l'analyse mathématique pour déterminer les lois des mouvements célestes.

Voici, d'après les meilleures tables, les éléments de toutes les planètes pour le 1er janvier 1801.





Durées des révolutions.

☿	Mercure.	87^{j},9692580
♀	Vénus.	224,7007869
♁	La Terre.	365,2563612
♂	Mars.	686,9796458
⚶	Vesta.	1325,743100
⚵	Junon.	1592,660800
⚳	Cérès.	1681,393100
⚴	Pallas.	1686,538800
♃	Jupiter.	4332,5848212
♄	Saturne.	10759,2198174
♅	Uranus.	30686,8208296

On a déduit de ces valeurs les distances moyennes par la troisième loi de Kepler.

Tableau des éléments des orbites planétaires,

Au 1er janvier 1801, à minuit.

	PLANÈTES.	DISTANCES moyennes, ou demi-grands axes.	EXCENTRICITÉS.	LONGITUDES MOYENNES, OU ÉPOQUES.	LIEU DU PÉRIHÉLIE.	LIEU DU NŒUD.	INCLINAISON.
☿	Mercure. . .	0,38709888	0,2055149	100° 13′ 17″,9	74° 21′ 41″	45° 57′ 39″	7° 0′ 9″
♀	Vénus. . . .	0,72333228	0,0068531	145 56 52 ,1	128 43 6	74 52 39	3 23 20
♁	Terre. . . .	1,00000000	0,01685359	100 23 32 ,6	99 29 53	0 0 0	0 00 0
♂	Mars.	1,52369210	0,0933061	232 49 50 ,5	332 23 40	48 00 26	1 50 6
⚶	Vesta.	2,36787000	0,0891300	278 30 0 ,4	249 33 24,4	103 13 18,2	7 8 9
⚵	Junon. . . .	2,66900900	0,25784800	1820 200 16 19 ,1	53 33 46,0	171 7 40,4	13 4 9,7
⚳	Cérès.	2,76724500	0,07843900	123 16 11 ,9	147 7 31,5	80 41 24,0	10 37 26,2
⚴	Pallas. . . .	2,77288600	0,24164800	108 24 57 ,9	121 7 4,3	172 39 26,8	34 34 55
♃	Jupiter. . . .	5,20115524	0,0481621	81 52 10 ,3	11 7 36	98 25 45	1 18 52
♄	Saturne. . .	9,53797320	0,0561505	123 05 29 ,4	89 8 20	111 56 7	2 29 38
♅	Uranus. . . .	19,18251740	0,0466108	173 30 16 ,6	167 30 24	72 59 21	46 26

115. On peut appliquer au mouvement des satellites autour de leurs planètes respectives, tout ce que nous venons de dire relativement au mouvement des planètes autour du soleil. Nous avons exposé dans le chapitre V, les lois du mouvement du satellite de la terre ou de la lune, l'observation des satellites de Jupiter, de Saturne, et d'Uranus, montre que leurs mouvements sont également soumis aux belles lois découvertes par Kepler.

L'observation des éclipses d'un satellite donne les intervalles de ses oppositions moyennes au soleil, ou la durée de sa révolution synodique, c'est-à-dire relative au soleil, et il est facile d'en conclure celle de sa révolution sidérale, du moment que la révolution de la planète est connue. L'observation des plus grandes élongations des satellites fait connaître, n° 92, leurs distances au centre de leurs planètes respectives; en comparant ensuite ces distances aux révolutions sidérales, on trouve qu'elles satisfont à la troisième loi de Kepler, c'est-à-dire que *les carrés des temps des révolutions dans chaque système de satellites, sont entre eux comme les cubes des moyennes distances au centre de la planète.*

Ce beau rapport qui se généralise en s'étendant des planètes aux corps secondaires du système solaire, se vérifie aisément pour les satellites de Jupiter et de Saturne, et pour le *second* et le *quatrième* satellite d'Uranus, les seuls dont on ait pu jusqu'ici déterminer les révolutions par des observations directes ; il a servi ensuite à déterminer les durées des révolutions des quatre autres satellites d'Uranus, d'après une estimation approximative de leurs distances au centre de la planète.

116. C'est encore par l'observation des éclipses des satel-

lites qu'on est parvenu à déterminer les éléments de leurs orbites. En effet, ces orbites s'éloignant peu de la forme circulaire, les variations des distances angulaires des satellites au centre de la planète sont très-petites et très-difficiles à observer, il serait donc impossible de déterminer de cette manière les véritables lois de leurs mouvements, tandis que le phénomène des éclipses se renouvelant très-fréquemment, offre aux astronomes le moyen de corriger continuellement les éléments approchés qu'ils ont obtenus par de premiers essais, et d'arriver ainsi à leur détermination aussi exacte que peut le comporter l'imperfection de nos instruments d'observation.

La comparaison de la durée des éclipses à leurs valeurs calculées, en supposant d'abord les orbites circulaires et les mouvements uniformes, indique les modifications qu'il faut faire subir à cette hypothèse pour représenter les phénomènes, et c'est ainsi que l'on a reconnu que les orbites des satellites sont des ellipses dont la planète occupe le foyer, et que les aires décrites par leurs rayons vecteurs sont porportionnelles au temps.

On obtient par le même procédé une première valeur de l'excentricité des orbites. Nous avons vu comment l'observation des éclipses de la plus courte et de la plus longue durée, faisait connaître approximativement l'inclinaison et la longitude des nœuds; le temps des révolutions et les distances moyennes sont déterminées par ce qui précède; en calculant au moyen de ces premières valeurs les positions des satellites, et en les comparant à un grand nombre d'observations d'éclipses, on détermine les corrections qu'il faut donner à ces éléments pour satisfaire aux observations avec toute l'exactitude qu'on peut désirer.

Nous présenterons à la fin de ce chapitre le tableau complet des éléments elliptiques de tous les satellites, celui de la terre excepté, pour lequel nous renverrons au chapitre V.

L'orbite du troisième satellite de Jupiter a une très-petite excentricité, l'orbite du quatrième en a une beaucoup plus considérable. On n'a pu, jusqu'à présent, reconnaître aucune excentricité sensible dans les orbites des deux autres satellites.

L'orbe du premier satellite se confond à très-peu près avec le plan de l'équateur de Jupiter, dont l'inclinaison sur le plan de l'orbite de la planète est de 3° 5′ 30″. Les inclinaisons des orbes du second et du troisième satellite sur le même plan sont peu considérables. L'inclinaison de l'orbe du quatrième satellite sur le plan de l'orbite de Jupiter est de 2° 58′ 48″, et c'est comme on l'a vu, en vertu de cette inclinaison et de son éloignement du centre de la planète, que ce satellite passe souvent derrière elle sans être éclipsé. Les trois premiers satellites, au contraire, doivent toujours s'éclipser.

Le grand éloignement des satellites de Saturne ne permet pas de suivre leurs mouvements avec la même facilité que ceux des satellites de Jupiter. Cependant les observations des éclipses ont indiqué dans l'orbe du *sixième* satellite une excentricité très-sensible. On a reconnu encore que les orbites des six premiers satellites coïncident presque avec la plan de l'anneau, en sorte qu'ils paraissent se mouvoir à très-peu près dans ce plan, le septième satellite est le seul qui s'en écarte sensiblement, son orbite est située à distance égale environ entre l'équateur de Saturne et le plan de

son orbite. Nous indiquerons par la suite la cause probable de cette coïncidence dans le même plan de l'anneau et de la plupart des satellites de Saturne, coïncidence trop remarquable pour être simplement attribuée au hasard.

Les satellites d'Uranus sont encore beaucoup plus difficiles à observer que ceux de Saturne, il faut pour les distinguer des télescopes extrêmement puissants. Nous ne savons donc à peu près rien sur les lois de leurs mouvements, et encore moins sur les éléments de leurs orbites. Herschel, à qui l'on en doit la découverte, supposait qu'ils se meuvent tous comme le second et le quatrième, les seuls qu'il ait pu bien observer, dans un plan presque perpendiculaire à l'orbite de la planète.

117. Les éléments des orbites des satellites sont assujettis à des variations semblables à celles qui affectent les éléments des orbes planétaires.

L'excentricité et la position du grand axe du troisième satellite de Jupiter varient d'une manière très-sensible. Le *périjove* du quatrième satellite, c'est-à-dire le point de l'orbite où le satellite se trouve le plus rapproché du centre de la planète, a un mouvement direct de 42′58″, 7.

Les inclinaisons des orbites des satellites de Jupiter sont également variables, et leurs nœuds ont sur le plan de l'orbite de la planète des mouvements très-rapides.

Des variations semblables se feraient sans doute remarquer dans les éléments des satellites de Saturne et d'Uranus, si leur éloignement permettait de les reconnaître.

Indépendamment des variations qui affectent les éléments de leurs orbites, les satellites sont assujettis, comme les planètes, à des inégalités périodiques qui troublent leurs mouvements elliptiques. Elles sont surtout sen-

sibles dans les mouvements des trois premiers satellites de Jupiter, dont la théorie est ainsi beaucoup plus compliquée que celle du quatrième. Ces trois satellites sont très-voisins les uns des autres et forment comme un système particulier dont les mouvements sont liés par des rapports communs très-remarquables.

Le moyen mouvement sidéral du premier satellite, plus deux fois celui du troisième, pris ensemble, forment une somme qui est constamment égale à trois fois celui du second.

La même relation existe entre les moyens mouvements synodiques des trois satellites. En effet, le mouvement synodique de chaque satellite est égal à son mouvement sidéral diminué du mouvement du soleil en substituant donc, dans le rapport précédent, au lieu des mouvements sidéraux leurs valeurs, le mouvement du soleil disparaîtra, et l'on retrouvera entre les mouvements synodiques la condition énoncée (1).

Ces deux théorèmes sont dus à Laplace qui les a déduits d'une relation plus générale qui existe entre les longitudes sidérales et synodiques de ces mêmes satellites, et que l'observation avait fait découvrir. Elle consiste en ce que la longitude du premier, moins trois fois celle du second, plus deux fois celle du troisième,

(1) Soient n', n'', n''' les moyens mouvements sidéraux du premier, du second et du troisième satellite, dans une année julienne. En nommant s le moyen mouvement sidéral du soleil dans le même intervalle, les mouvements synodiques des trois satellites seront n'-s, n''-s, n'''-s. Si l'on suppose qu'entre n, n', n'' on ait l'équation de condition

$$n' + 2\,n''' - 3\,n'' = 0,$$

On aura aussi :

$$n'-s + 2\,(n'''-s) - 3\,(n''-s) = 0.$$

est toujours égale à 180°, ou à la moitié de la circonférence. La théorie montre que ce rapport est rigoureux, et qu'il subsistera dans tous les temps : nous avons déjà eu l'occasion d'en parler, et nous avons vu comment on en avait tiré la conséquence que les trois satellites ne pourront jamais être éclipsés à la fois. Nous reviendrons dans la suite avec plus de détails sur les inégalités qui doivent en résulter dans leurs mouvements, lorsque nous exposerons la cause qui produit toutes les perturbations planétaires.

Lorsque par les observations des éclipses des satellites, on fut parvenu à reconnaître les lois de leurs mouvements, on en a formé des tables fondées d'abord sur les seules observations et assez imparfaites, mais qui se sont ensuite améliorées à mesure que les observations sont devenues plus exactes, et que la théorie a développé les inégalités auxquelles ces mouvements sont assujettis. L'usage dont ces tables peuvent être pour la détermination des longitudes terrestres, rendait leur perfectionnement très-désirable; les meilleures que nous ayons aujourd'hui sont celles qu'a publiées, dans ces derniers temps, M. Damoiseau, et qui sont fondées sur la théorie des satellites donnée par Laplace.

118. Sans doute, l'exactitude de ces tables est bien supérieure à celle des premières tables des satellites de Jupiter publiées en 1668, en Italie, par Cassini, et qui valurent à leur auteur d'être appelé en France, par Colbert; mais ces premiers essais firent faire à l'astronomie physique un pas immense dont la science se montrera toujours reconnaissante. C'est aux erreurs de ces tables ou plutôt aux différences que présentait

leur comparaison aux observations, que l'on doit la découverte d'un phénomène bien important, la transmission successive de la lumière. En effet, on avait remarqué que l'entrée et la sortie des satellites dans le cône d'ombre que Jupiter projette derrière lui, arrivait toujours plutôt que ne l'indiquaient les tables quand la planète était dans ses plus courtes distances à la terre, et qu'on les apercevait, au contraire, plus tard, quand la distance de Jupiter à la terre surpassait la distance moyenne. Ces différences constamment les mêmes pour tous les satellites, ne pouvaient être attribuées à des inégalités qui troublent leurs mouvements elliptiques, et il était naturel par conséquent de supposer qu'elles tiennent à ce que la lumière du soleil, réfléchie par les satellites, ne se transmet pas instantanément jusqu'à nous, et qu'elle met à nous parvenir un temps plus ou moins long selon la distance de Jupiter à la terre. Les tables des satellites étant construites sur un très-grand nombre d'observations, dans lesquelles les plus courtes et les plus grandes distances de la planète à la terre se sont compensées, doivent donc s'accorder d'autant mieux avec les observations, que les distances de la planète à la terre au moment de chaque observation, s'écartaient moins de leur valeur moyenne.

Soit S (*fig.* 71) le soleil, J Jupiter et *a* un de ses satellites. Si la vitesse de la lumière était instantanée, nous verrions le satellite à l'instant où il sort du cône d'ombre qui suit la planète; mais si la vitesse de la lumière est successive, l'instant où nous l'apercevrons différera de l'instant véritable de l'émersion, du temps qu'emploie la lumière à parvenir de Jupiter à la terre.

Si l'on suppose donc que l'on observe deux éclipses du même satellite, l'une lorsque la terre est en *e*, c'est-à-dire au moment d'une opposition de Jupiter au Soleil, l'autre lorsque la terre est en E, c'est-à-dire lorsque Jupiter est en conjonction, comme la planète est dans le premier cas plus rapprochée de nous que dans le second, le retard de l'émersion apparente sur l'instant précis du phénomène, sera aussi beaucoup plus considérable dans ce dernier cas que dans le premier, et la différence des deux retards sera le temps que la lumière emploie à parcourir la distance *e*E ou le diamètre de l'orbe terrestre. En comparant un grand nombre d'éclipses, on a trouvé que cette différence était de 986″, la moitié de cette quantité ou 8′13″ est donc le temps que la lumière met à décrire le rayon de l'écliptique ou à venir du soleil à la terre. La distance moyenne du soleil à la terre est de 34,500,000 lieues, ce qui suppose à la lumière une vitesse de 70,000 lieues par seconde.

Ainsi donc, nous ne voyons jamais le soleil qu'à la place qu'il occupait 8′13″ avant l'instant où nous l'observons, et lorsque nous l'apercevons à l'horizon, il y a déjà 8′13″ qu'il est levé ou qu'il a disparu. Une remarque semblable s'applique à tous les autres astres.

119. Nous avons déjà vu comment cette belle découverte de la transmission successive de la lumière, faite par Roëmer, astronome français, avait conduit Bradley à l'explication du phénomène de l'aberration des étoiles, c'est-à-dire de leurs mouvements apparents. Elle peut nous servir encore à acquérir, sur leurs distances et sur leur grandeur, des notions plus précises que celles que nous possédons déjà. Nous avons dit, n° 65, que la distance de

la terre aux étoiles les plus voisines, était au moins 200,000 fois plus grande que celle de la terre au soleil : la lumière emploierait donc 200,000 fois plus de temps à venir de ces étoiles à la terre qu'elle n'en met à venir du soleil, c'est-à-dire qu'il lui faudrait au moins trois ans $\frac{1}{2}$ pour franchir l'intervalle qui nous en sépare. Or, si la lumière emploie autant de temps à nous venir des étoiles de 1[re] grandeur, telles que Sirius ou la Lyre, combien en mettrait-elle donc à arriver des étoiles plus éloignées selon toutes les apparences, des étoiles de 16[e] grandeur par exemple ? D'après les lois de la dégradation de la lumière, on peut admettre, sans exagération, que ces étoiles sont au moins 300 fois plus éloignées de nous que les étoiles de 1[re] grandeur ; il en résulte que leur lumière met au moins 300 fois plus de temps à nous parvenir. Il y a donc des étoiles dont la lumière met plus de 1000 ans pour venir jusqu'à nous. Quelle idée d'après cela devons-nous nous faire de l'immense étendue des espaces célestes, et combien les dimensions de notre système planétaire paraissent petites quand on les compare à celles de l'univers.

Les propriétés de la lumière nous permettent encore former quelques conjectures sur la grandeur réelle des étoiles, qu'il nous serait impossible d'apprécier par des observations directes puisqu'elles ne présentent aucun diamètre sensible dans les meilleurs télescopes. Des expériences que l'on dit très-exactes, ont conduit à conclure que la lumière qui nous vient de Sirius est à celle du soleil dans le rapport de 1 à 20,000 millions. En supposant donc que l'intensité de la lumière décroît en raison du carré des distances, il faudrait que l'éloi-

gnement du soleil fût 141,000 fois plus grand qu'il ne l'est aujourd'hui pour que sa lumière ne nous parût pas plus brillante que celle de Sirius. Or, nous avons dit que cette étoile était au moins 200,000 fois plus éloignée que le soleil, l'éclat de la lumière intrinsèque de Sirius est donc au moins double de celui du soleil, ou, ce qui revient au même, en admettant une similitude parfaite dans leurs éléments constituants, Sirius doit équivaloir à deux soleils. Tout porte à croire même que cette évaluation est beaucoup au-dessous de la vérité et l'on a estimé, d'après les expériences dont nous avons parlé, que l'intensité de la lumière de Sirius pourrait atteindre jusqu'à quatorze fois celle du soleil. Si l'on suppose donc que toutes les étoiles sont à peu près de même grandeur et semblables à notre soleil, et qu'elles ne diffèrent dans leur grandeur apparente que par leur éloignement plus ou moins considérable, à quelles énormes distances ne faudra-t-il pas reporter la position des étoiles pour satisfaire aux phénomènes que leur lumière nous présente? l'imagination la plus féconde reste ici bien en deçà des bornes de la nature.

120. Après cette digression sur la mesure de la vitesse de la lumière et sur les conséquences qui en résultent, revenons aux mouvements planétaires dont nous nous occupions dans ce chapitre.

De ce que nous avons dit précédemment on peut conclure : que tous les satellites ont un mouvement commun, dirigé comme celui des planètes d'Occident en Orient; ils décrivent des ellipses dont leurs planètes respectives occupent le foyer, enfin le mouvement sur ces courbes est conforme aux lois découvertes par Kepler, c'est-à-

dire que les aires décrites croissent proportionnellement au temps, et que les durées des révolutions sont proportionnelles aux racines carrées des cubes des grands axes.

Ces différents théorèmes concordent parfaitement avec les observations des quatre satellites de Jupiter, on ne les a jusqu'ici vérifiés qu'en partie sur les satellites de Saturne et d'Uranus dont l'extrême éloignement nous empêche de suivre tous les mouvements, mais on peut, par analogie, supposer qu'ils embrassent le système entier des satellites, en attendant que des instruments d'observation plus parfaits nous aient permis d'en acquérir la conviction.

Ainsi donc, on peut regarder les beaux rapports découverts par Kepler comme une loi universelle, qui s'étend à tous les corps qui circulent autour d'un foyer commun, et l'uniformité que nous reconnaissons dans tous les mouvements célestes, montre assez qu'ils ne peuvent être le résultat que d'une cause uniforme et générale dont les effets varient seulement par les dispositions particulières du système auquel elle s'applique.

TABLEAU DES ÉLÉMENTS ELLIPTIQUES DES SATELLITES.

Satellites de Jupiter.

SATELLITES.	RÉVOLUTIONS SIDÉRALES.		DISTANCES moyennes au centre de la planète.	INCLINAISON sur l'équateur.
1er.	1 j. 18 h. 28′	1 j,769157788148	6,04853*	0
2e.	3 13 14	3 ,531810117849	9,62347	27′ 49″,2
3e.	7 3 43	7 ,154532783970	15,35024	12′ 20″
4e.	16 16 32	16 ,688769707084	26,99835	2°

* Le demi-diamètre de l'équateur de la planète étant pris pour unité.

Les excentricités des deux premiers satellites sont insensibles, celle du troisième est très-petite, mais sujette à une variation sensible, l'excentricité et l'inclinaison du quatrième satellite sont plus considérables que celles des trois autres.

Satellites de Saturne.

SATELLITES.	RÉVOLUTIONS SIDÉRALES.		DISTANCE moyenne au centre de N.	ÉPOQUES DE LEUR DÉCOUVERTE.
1er.	0j 22h 38′	0j,94271	3,351 *	Herschel, 1789, télescope de 40 pieds.
2e.	1 8 53	1 ,37024	4,300	Herschel, 1789.
3e.	1 12 18	1 ,88780	5,284	Cassini, 1684, des lunettes de 34 à 136 pieds.
4e.	2 17 45	2 ,73948	6,819	Cassini, 1684.
5e.	4 12 25	4 ,51749	9,524	Cassini, 1672, avec des lunettes de 35 à 70 pieds.
6e.	15 22 41	15 ,94530	22.081	Huygens, 1655.
7e.	79 7 55	79 ,32960	64,359	Cassini, 1671.

* Le demi-diamètre de l'équateur de la planète étant pris pour unité.

Les orbites des cinq premiers satellites et celle du septième, sont à très-peu près circulaires et coïncident avec le plan de l'anneau ou l'équateur de Saturne. L'orbite du sixième a une excentricité sensible, elle est de 0,0488759, son inclinaison diffère aussi de celle de l'anneau et de l'équateur. Le grand éloignement des satellites de Saturne fait qu'ils n'auront jamais pour

nous l'utilité de ceux de Jupiter, et qu'il reste encore beaucoup d'incertitude sur leurs éléments et sur les inégalités de leur mouvement.

Satellites d'Uranus.

SATELLITES.	RÉVOLUTIONS SIDÉRALES.				DISTANCES MOYENNES.
1er.	5 j.	21 h.	25′	5 j,8926	13,120 *
2e.	8	16	58	8 ,7068	17,022
3e.	10	23	4	10 ,9611	19,843
4e.	13	10	56	13 ,4559	22,752
5e.	38	1	48	38 ,0750	45,507
6e.	107	16	40	107 ,6944	91,008

* Le demi-diamètre de l'équateur étant pris pour unité de distance.

Ces satellites n'ont été observés juqu'ici que par Herschel qui les a découverts; il faut le secours d'un très-puissant télescope pour les apercevoir. Ils paraissent se mouvoir dans des plans à très-peu près perpendiculaires à l'écliptique.

CHAPITRE IX.

COMÈTES.

Caractères qui les distinguent des planètes. — Leurs orbites sont des ellipses très-aplaties. — Ne sont visibles que dans une partie de leur cours. — Moyens de les observer. — Recherche des éléments de leurs orbites. — Prédiction de leurs retours au périhélie. — Comètes périodiques de 1759, *de* 1819 *et de* 1826. *— Apparences physiques. — Nébulosité. — Noyau. — Queue. — Influences qu'elles peuvent exercer sur la terre et sur les planètes.*

121. Les comètes diffèrent des planètes, non-seulement par leurs apparences physiques, mais encore par les phénomènes que leur marche nous présente. Les planètes conservent toujours à peu près la même distance au soleil, en sorte que sans la lumière de cet astre, nous pourrions les apercevoir dans toutes les saisons pendant une partie de la journée. Les comètes, au contraire, ne sont visibles pour nous que dans la partie de leur orbite la plus voisine du soleil, elles s'éloignent ensuite à de si grandes distances, qu'il ne nous est plus possible de les distinguer. La nébulosité qui les environne, contribue encore à affaiblir la lumière qu'elles

nous envoient, et à les dérober à nos regards plutôt que cela n'aurait lieu sans cette circonstance.

Les variations de grandeur et d'éclat que présentent les comètes dans l'intervalle où elles sont visibles, et leur disparition du ciel, lorsqu'elles y ont brillé un certain temps, les avaient fait considérer d'abord comme de simples météores semblables à ceux que l'on voit quelquefois traverser l'atmosphère, et qui ne sont que des vapeurs engendrées à la surface de la terre; mais en mesurant les parallaxes de plusieurs d'entre elles, on a reconnu que leurs distances surpassaient beaucoup les dimensions de notre atmosphère, et on a dû les ranger parmi les astres qui ont une existence permanente. En observant avec plus d'attention leur marche, on a reconnu que leurs mouvements, qui semblent au premier abord si divers et si irréguliers, sont soumis à des lois aussi immuables que celles qui règlent les mouvements planétaires, et que les comètes comme les planètes se meuvent dans des orbites elliptiques dont le soleil occupe un des foyers; mais si la nature des orbites est la même, les éléments qui déterminent leurs dimensions et leur position dans le ciel, diffèrent en général d'une manière très-sensible. Les planètes se meuvent toutes dans le même sens autour du soleil, c'est-à-dire d'Occident en Orient suivant l'ordre des signes, le mouvement rétrograde qu'elles présentent de temps en temps n'est qu'apparent. Les comètes, au contraire, ont les unes un mouvement direct, les autres un mouvement rétrograde. Les orbes planétaires sont en général très-peu inclinées au plan de l'écliptique; les orbites des comètes peuvent faire avec ce plan tous les angles possibles. Enfin, nous

avons vu que les excentricités des ellipses planétaires sont toujours très-petites, en sorte que les courbes que ces astres décrivent, s'éloignent très-peu de la forme circulaire; les orbites des comètes, au contraire, sont des ellipses douées d'excentricités considérables et forment des courbes très-aplaties.

On conçoit d'après cela pourquoi ces astres ne sont pas visibles pour nous dans toute l'étendue de leur cours. En effet, soit (*fig.* 34) *abcd* une ellipse très-allongée, dont le soleil occupe le foyer F, l'astre qui la décrit, après s'être approché très-près du soleil au périhélie A, s'en éloignera ensuite à d'énormes distances, et nous cesserons de l'apercevoir jusqu'à ce que la suite des temps le ramène vers le même point; mais comme les grands axes des orbites de la plupart des comètes sont extrêmement grands, que les durées de leurs révolutions sont par conséquent très-longues, que, d'ailleurs, ces astres n'ont été observés avec un peu de soin que depuis deux siècles, il n'y en a encore que trois dont on ait reconnu avec certitude les retours successifs au périhélie.

122. Puisque les comètes parcourent des orbites elliptiques comme les planètes, et que leurs mouvements sur ces courbes sont réglés par les mêmes lois, en se reportant à ce que nous avons dit n° 108, on voit que pour déterminer à chaque instant la position d'une comète, il faudra connaître six quantités, savoir : 1° *le demi-grand axe;* 2° *l'excentricité de l'orbite;* 3° *l'instant du passage* au périhélie ; 4° *l'inclinaison* de l'orbite sur le plan fixe que nous supposons être celui de l'écliptique ; 5° *la position* des nœuds, c'est-à-dire des deux points où la comète traverse l'orbite de la terre;

6° la *longitude du périhélie* mesurée sur l'orbite même de la comète à partir de la droite d'où les longitudes sont comptées.

Les observations ne donnent pas directement ces éléments; mais les géomètres ont imaginé diverses méthodes par lesquelles on peut les en déduire avec facilité. Nous avons vu comment on était parvenu à connaître avec beaucoup d'exactitude les éléments des orbites des planètes en faisant servir à leur détermination leurs oppositions, leurs conjonctions et leurs passages par leurs nœuds; mais les éléments des orbites des comètes sont plus difficiles à obtenir, parce que n'étant visibles que pendant une partie de leur cours, on ne peut choisir pour les observer les instants où elles se trouvent dans les positions les plus favorables pour en conclure leurs éléments, et l'on n'a pas d'ailleurs, comme pour les planètes, l'avantage de pouvoir corriger successivement leurs valeurs à chaque révolution nouvelle.

Cependant, le problème de la détermination des éléments du mouvement elliptique des comètes, n'était point simplement une question de curiosité; sa solution offrait aux astronomes un haut intérêt, puisque la connaissance de leurs éléments est le seul moyen que nous ayons de reconnaître ces astres lorsque la suite des temps les ramène dans le voisinage du soleil. En effet, les apparences physiques de la même comète changent à chaque révolution, soit à cause de la différence des lieux qu'elle occupe relativement à la terre et au soleil, soit parce que la matière qui la compose semble se dissiper graduellement dans l'espace. On ne saurait donc aucunement compter sur ces apparences pour constater

l'identité d'une comète qui reparaît à son périhélie après une révolution accomplie.

123. Trois observations complètes d'une planète ou d'une comète suffisent pour déterminer généralement tous les éléments du mouvement elliptique. Le grand axe de l'orbite laisse seul de l'incertitude et l'on ne peut l'obtenir avec précision qu'au moyen de la troisième loi de Kepler, lorsque la révolution périodique est connue, ce qui exige que l'astre ait été observé au moins deux fois à son passage au périhélie. C'est par cette raison que les astronomes, lorsqu'ils croient apercevoir une comète pour la première fois, supposent d'abord infini le grand axe de son ellipse, ou plutôt calculent son mouvement dans une de ces courbes dont les deux branches s'étendent indéfiniment et que nous avons nommées *paraboliques* n° 36, ce qui leur donne l'avantage d'avoir à déterminer une inconnue de moins et celle dont l'exactitude est la plus douteuse. On voit d'ailleurs par la figure 34 que l'ellipse et la parabole qui ont même sommet A et même foyer F se confondent sensiblement l'une avec l'autre dans les points voisins du sommet; on peut donc, sans erreur considérable, supposer qu'une comète qui nous est inconnue et qui doit se trouver nécessairement dans le voisinage de son périhélie lorsque nous l'apercevons, décrit pendant le peu de temps où elle est visible, un arc de parabole, et l'on appliquera les observations faites dans l'intervalle de son apparition à l'exacte détermination de cette courbe, jusqu'à ce qu'un nouveau passage de la comète à son périhélie nous ait fait connaître le temps de sa révolution, et par suite la nature de sa véritable orbite.

Trois observations de la longitude et de la latitude d'une comète, offrent plus de données qu'il n'en faut pour déterminer les *cinq* éléments du mouvement parabolique, savoir : 1° *l'instant du passage au périhélie*; 2° la *distance périhélie*; 3° *l'inclinaison de l'orbite* sur le plan de l'écliptique; 4° *la longitude du nœud;* 5° *la longitude du périhélie* mesurée sur l'orbite. Enfin le sens du mouvement qui est *direct* ou *rétrograde*, selon que l'astre avance dans le sens du mouvement annuel du soleil ou dans le sens opposé. Les observations subséquentes peuvent servir à corriger les premières valeurs des éléments que l'on a obtenus et à s'assurer de leur exactitude. Les géomètres ont imaginé plusieurs méthodes plus ou moins commodes pour déduire des observations les éléments de l'orbite d'une comète avec tout le degré d'exactitude désirable, il serait impossible de les indiquer ici sans le secours de l'analyse : nous dirons seulement que les astronomes employaient autrefois dans ce genre de recherches des méthodes de tâtonnement et des constructions graphiques peu dignes de l'importance de la question; le progrès des sciences mathématiques a permis de leur substituer depuis des méthodes à la fois plus précises et plus savantes, et qui résolvent complétement le problème par le seul secours du calcul analytique. De ces méthodes, les plus généralement employées aujourd'hui sont celles de Laplace et d'Olbers.

La loi de la proportionnalité des aires aux temps employés à les décrire, s'observe relativement aux comètes sur la parabole comme sur l'ellipse, puisque nous supposons que ces deux courbes se confondent

pendant la courte durée de l'apparition de ces astres. on peut donc fixer à chaque instant la position de la comète sur l'orbite dont on a calculé les éléments, et en comparant les résultats de ce calcul aux observations connues, on s'assurera de l'exactitude des hypothèses sur lesquelles on s'est appuyé. Or, cette supposition est vérifiée par l'accord des observations et des mouvements de plus de cent comètes calculées dans des orbes paraboliques, on peut donc la considérer comme parfaitement justifiée.

124. Imaginons maintenant qu'on détermine de la même manière les éléments des orbites de chacune des comètes qui se présenteront dans le ciel, qu'on les compare ensuite à ceux des orbes des comètes déjà observées, on aura un moyen facile de s'assurer si cette comète paraît pour la première fois ou si elle a déjà été aperçue à d'autres époques. En effet, si la *distance périhélie*, l'*inclinaison* de l'orbite, la *position* du *périhélie* et *des nœuds*, *le sens* du *mouvement* de la nouvelle comète, sont à très-peu près les mêmes que les éléments correspondants d'une comète aperçue à une époque antérieure, on sera autorisé à penser que c'est le même astre qui, après s'être éloigné à des distances où nos yeux ne peuvent le suivre, revient dans les régions du ciel voisines du soleil. Pour ne pas admettre cette identité, il faudrait supposer que deux comètes différentes se meuvent avec la même distance périhélie, dans le même sens et dans la même orbite, ce qui est contre toute vraisemblance.

Toutes les idées que nous venons de rappeler sur la nature et le mouvement des comètes, sont dues à Newton : jusqu'à lui la plupart des astronomes et Kepler lui-

même, les regardaient comme des météores formés des vapeurs de la terre, et n'apportaient à les observer qu'une attention proportionnée au peu d'importance qu'ils leur attribuaient; ils étaient donc bien loin d'en soupçonner le retour. Le célèbre astronome Halley, contemporain de Newton, appliqua les constructions et les calculs qu'avait imaginés ce grand géomètre, aux comètes connues de son temps, pour déterminer les éléments de leurs orbites et s'assurer si, parmi elles, il ne s'en trouverait pas quelques-unes qui eussent paru à diverses époques et dont il serait, par conséquent, possible d'indiquer les retours futurs. Il calcula ainsi vingt-quatre orbites, et en comparant leurs éléments, il remarqua deux comètes auxquelles il crut pouvoir assigner des retours périodiques. L'une était celle de 1661, qu'il supposa être la même qu'une comète qui avait paru en 1532, et dont la période, par conséquent, était de cent vingt-neuf ans. Dans cette hypothèse, cette comète aurait dû reparaître en 1790, mais la prédiction ne s'est pas accomplie. Halley fut plus heureux relativement à la seconde comète, c'était celle qui avait paru en 1682, et dont il avait déterminé les éléments paraboliques sur ses propres observations; ces éléments présentaient une identité très-approchée, avec ceux des comètes de 1607 et de 1531. Voici quels étaient les éléments de ces trois comètes :

PASSAGE AU PÉRIHÉLIE.	DISTANCE PÉRIHÉLIE.	INCLINAISON.	LONGITUDE DU NŒUD.	LONGITUDE DU PÉRIHÉLIE
1531. 25 août.	0,57	17° 56′	49° 25	301° 39′
1607. 26 oct. .	0,58	17 2	50 21	302 16
1682. 14 sept.	0,58	17 42	50 48	301 36

Sens du mouvement des trois comètes, rétrograde.

L'analogie était manifeste, et Halley osa dès lors annoncer que ces éléments appartenaient à un seul et même astre qui accomplissait sa révolution en 75 ou 76 ans environ, et dont le retour prochain au périhélie devait par conséquent avoir lieu dans les premiers mois de l'année 1759. Cette fois l'événement justifia la prévision de la science, et la comète parvint au périhélie le 20 mars 1759.

En supposant, par un milieu, la révolution de cette comète de 75 ans $\frac{1}{2}$ et en prenant pour unité la distance moyenne du soleil à la terre, on trouve que le grand axe de son orbite est d'environ 35,727, et comme sa distance périhélie n'est que 0,58, cet astre s'éloigne du soleil *trente-cinq* fois au moins plus que la terre, en parcourant une ellipse très-allongée, puisque la distance focale est de 17,2810.

Il paraît que cette même comète avait déjà été aperçue au passage qui avait précédé celui de 1531, à en juger par l'analogie de ses éléments avec ceux d'une comète

observée en 1456 et calculée par Pingré d'après les renseignements imparfaits fournis par les auteurs contemporains (1).

Avant cette époque, les observations des comètes étaient loin d'être assez précises pour qu'on en pût déduire les éléments de leurs orbites. Les chroniqueurs du temps se contentaient le plus souvent de mentionner leur apparition dans telle ou telle constellation, mais sans indiquer jamais ni l'heure du phénomène, ni le lieu précis du ciel où il avait été aperçu. Nous n'avons donc pour reconnaître l'identité des comètes antérieures à 1450, que l'analogie des périodes, mais leur durée étant très-variable, comme on le voit en comparant les intervalles des trois retours bien connus de la comète de 1759, on conçoit que ce guide est peu sûr et peut conduire à de fréquentes erreurs. C'est donc seulement comme un objet de curiosité et non comme le résultat d'un calcul exact, que nous présentons le tableau suivant de toutes les apparitions de la comète de Halley depuis la plus haute antiquité jusqu'à nos jours, les retours antérieurs au XVe siècle ont été obtenus en remontant le cours des siècles, d'après la période à peu près connue de la comète, et en la comparant aux apparitions d'autres comètes signalées à des époques à peu près correspondantes; ces retours peuvent être regardés comme présumables, mais on ne doit pas oublier que les résultats du tableau suivant ne méritent une entière confiance qu'à partir de 1451.

(1) Les éléments de cette comète calculés par Pingré sont :

Passage.	*Dist. pér.*	*Inclin.*	*Lieu du nœud.*	*Long. péri.*	*Sens du mouv.*
Juin 1456.	0,58.	17° 56′	48° 50′.	301° 0′.	Rétrograde.



Retours présumés de la comète de 1759, depuis les plus anciennes apparitions jusqu'à nos jours.

APPARITIONS.	ANNÉES.	ÉVÉNEMENTS REMARQUABLES COÏNCIDANT AVEC LE RETOUR DE LA COMÈTE.
1re.	130 avant l'ère chrétienne.	Naissance de Mithridate (1).
2e.	323 depuis l'ère chrétienne.	Six révolutions auraient eu lieu dans l'intervalle.
3e.	399	Comète d'un aspect effrayant; *horrendæ magnitudinis*. Sa queue semble toucher la terre.
4e.	550	Prise de Rome par Totila.
5e.	930	Cinq révolutions se sont accomplies dans l'intervalle.
6e.	1005	Trois révolutions dans l'intervalle.
7e.	1230	
8e.	1305	Comète d'une grandeur extraordinaire, suivie de la peste.
9e.	1380	
10e.	1456	La comète est d'une grandeur inusitée; sa queue embrasse les deux tiers de l'intervalle de l'horizon au zénith. Le pape Calixte II ordonne des prières publiques pour conjurer sa maligne influence.
11e.	1531	Appian, astronome d'Ingolstadt, l'observe. Il en tire la preuve que les queues des comètes sont toujours dirigées à l'opposite du soleil.
12e.	1607	La comète est observée par Kepler et Longomontanus.
13e.	1682	Elle est observée par Cassini, Hévélius, Halley, etc.
14e.	1759	Retour prédit par Halley, calculé par Clairaut.
15e.	1835	Retour calculé d'avance et prédit à un jour près.

(1) L'historien Justin, parmi les phénomènes qui annoncèrent la

125. Si les comètes étaient rigoureusement assujetties aux lois du mouvement elliptique, et si leurs orbites étaient invariables, l'observation de deux passages consécutifs au périhélie, suffirait pour déterminer tous les éléments de leurs ellipses et la durée de leur révolution qui se conserverait constamment la même. Le problème de la détermination de leur retour n'offrirait alors aucune difficulté et pourrait se résoudre sans calculs. Mais il n'en est point ainsi, et les plus simples observations indiquent que ces astres sont soumis à des perturbations beaucoup plus considérables que les autres corps du système solaire, et qui se manifestent surtout dans les durées de leurs révolutions périodiques. En effet, en ne tenant compte que des passages successifs au périhélie constatés par le calcul, et en admettant que les apparitions observées en 1531, 1607 et 1682, appartiennent à la même comète, on trouve :

Du 25 août	1531	27811 jours.
Au 26 octobre.	1607	
Du 26 octobre.	1607	27352 jours.
Au 14 septembre. . . .	1682	

grandeur future de Mithridate, cite une comète qui parut à la naissance de ce prince ; elle brilla pendant soixante-dix jours d'un éclat tel que tout le ciel paraissait en feu ; elle effaçait la lumière du soleil, occupait le quart du firmament, et employait quatre heures à se lever et à se coucher. On a cru pouvoir reporter à cette apparition le premier retour connu de la comète de Halley, mais quelqu'exagération qu'on prête au récit précédent, il faudrait supposer que la comète que nous avons revue en 1835, a immensément perdu de son éclat et de ses dimensions depuis sa première apparition, pour admettre la coïncidence.

Du 14 septembre. . . . 1682		27937 jours.
Au 13 mars. 1759		

Du 13 mars. 1759		28006 jours.
Au 16 novembre. 1835		

Les durées de ces quatre révolutions de la comète de Halley ont donc été en nombres ronds :

La première de 76 ans 2 mois.
La seconde de 75 ans.
La troisième de 76 ans 6 mois.
La dernière de 76 ans 8 mois.

Ces périodes sont comme on voit fort inégales entre elles, elles ne sont point alternativement de 75 et de 76 ans comme on l'avait supposé d'abord, et lorsque la périodicité de cette comète fut reconnue pour la première fois en 1705, il eût été impossible de prévoir, par les seules données de l'observation, si la durée de la révolution suivante serait de 75 ou de 76 ans, et d'assigner par conséquent à une année près l'époque précise de son retour au périhélie. La différence même de ces périodes pouvait laisser de l'incertitude sur l'identité des trois comètes, indiquée d'ailleurs par la coïncidence des autres éléments (1). Mais Halley observa judicieusement qu'il était

(1) La différence des périodes et des inclinaisons me paraissait un peu trop grande pour oser prononcer l'identité, et les observations d'Appian et de Kepler que j'avais employées dans le calcul des deux premiers retours, me paraissaient trop imparfaites ou plutôt trop grossières pour des recherches si délicates. Mais lorsqu'après les recherches que je fis des anciennes comètes, j'en eus encore retrouvé trois autres qui avaient paru auparavant, et dans le même

naturel de supposer que les mêmes causes qui troublent les mouvements planétaires, doivent agir sur les comètes et avoir une influence d'autant plus sensible sur leurs mouvements que celle du soleil diminue à raison des grandes distances auxquelles elles s'écartent de cet astre.

En considérant même que la comète, pendant la période de 1607 à 1682, approcha très-près de Jupiter, de toutes les planètes la plus considérable, et celle dont l'action par conséquent doit être la plus sensible, il en conclut que sa vitesse avait dû en être augmentée, et par conséquent la durée de sa révolution considérablement raccourcie. Cette période n'ayant été que de 75 ans, il en inféra que la suivante serait de 76 ans au plus, et que la comète ne reparaîtrait que vers la fin de 1758 ou au commencement de 1759. Mais ce n'était là que d'ingénieux aperçus, et la théorie pouvait seule fournir aux géomètres le moyen de déterminer rigoureusement toutes les inégalités qu'une comète peut subir dans l'intervalle où elle décrit la partie supérieure de son orbite, et où nous ne pouvons plus la suivre que par la pensée. Nous tâcherons dans la suite d'indiquer comment ils y sont parvenus, il nous suffira de dire pour le moment que le problème est aujourd'hui assez bien résolu pour qu'on ait pu prédire, à moins d'un jour près, l'instant du dernier retour au périhélie de la comète de 1759.

Voici quels ont été, d'après les observations, les éléments elliptiques de cette comète à l'instant des deux derniers passages au périhélie :

ordre, savoir : en 1305, 1380 et en 1456, je repris un peu plus d'assurance dans mon premier sentiment. (*Théorie des Comètes*, par Halley.)

	1759.	1835.
Instant du passage (1). . .	Mars. 13j,08976	Nov. 15j,9434
Excentricité.	0,967537	0,967389
Lieu du périhélie.	303° 10′ 1″	304° 5′ 49
Long. du nœud axe.	53 50 11	55 9 47
Inclin. de l'orbite.	17 37 12	17 45 17

126. Outre la comète dont nous venons de parler, et à laquelle on a donné le nom de comète de Halley, parce que sa périodicité a été reconnue pour la première fois par cet astronome, notre système planétaire s'est enrichi dans ces derniers temps de deux nouvelles comètes dont le retour périodique est constaté avec certitude, et que l'on a appelées comètes *à courtes périodes*, à cause de la rapidité de leur révolution. La première est celle qu'on a communément nommée *comète de Encke*, parce que cet astronome a fait une étude particulière de sa théorie. Ce fut en 1819 que sur la vue des éléments paraboliques d'une comète qu'on observait en ce moment, M. Arago reconnut leur analogie avec ceux d'une comète qui avait paru en 1805; on fixa sa période à 3 ans et 3 mois à peu près, en sorte que dans l'intervalle de 1805 à 1819, elle avait accompli quatre révolutions entières pour revenir à son périhélie. Cette comète reparut en effet en 1822, et elle a été observée depuis à chacun de ses retours successifs. Le grand axe de son orbite est de 4,429, et son excentricité de 0,846. Son dernier passage au périhélie a eu lieu en 1835, en sorte que cette année a été marquée par le retour de deux comètes périodiques. Cette

(1) Le temps est partout compté de minuit au méridien de Paris.

comète se fait remarquer par des états alternatifs de dilatation et de contraction à mesure qu'elle s'éloigne ou se rapproche du soleil. On a cru observer aussi une diminution progressive dans son éclat à chaque révolution, ce qui a donné lieu de penser qu'elle finirait bientôt par se dissiper totalement, et peut-être la même chose est-elle arrivée à d'autres comètes périodiques, ce qui explique pourquoi le nombre de celles que nous observons aujourd'hui est encore si peu considérable.

Voici les éléments de cette comète à l'instant du passage au périhélie 1835, déduits de l'observation, et les éléments relatifs au passage 1838, fournis par le calcul des perturbations (1) :

Passage au périhélie	1835 *août* 26j,86776.	1838 *décemb.* 19j,47935.
Révol. sidérale. . .	1070,76700	1071,18372
Long. périhél. . . .	157° 24′ 0″,7	157° 27′ 34″,8
Long. du nœud. .	334 34 32,3	334 36 31,8
Inclinaison.	13 21 17,5	13 21 29
Excentricité. . . .	0,845238	0,845220

Sens du mouvement direct.

127. En février 1826, M. Biela, en Bohême, et Gambart, à Marseille, remarquèrent en même temps à peu près, la ressemblance singulière des éléments d'une comète qu'ils venaient d'observer, avec une comète qui avait paru en

(1) La comète est revenue depuis quelques mois dans le voisinage du périhélie, et elle a été observée à Berlin et à Paris par les astronomes de l'Observatoire. Mais les observations ne sont pas encore assez nombreuses pour qu'on en ait pu déduire les élements de l'orbite.

1772 et en 1805 (1). Pour satisfaire aux observations, ils trouvèrent qu'elle devait décrire une ellipse, dont le grand axe était 7,134, l'excentricité 0,747, et dans laquelle la durée de la révolution était de 6 ans et 8 mois, ou 2460 jours à peu près. Cette comète avait donc accompli six révolutions dans l'intervalle de 1772 à 1826, et elle devait reparaître par conséquent en 1832. Cette conjecture s'est complétement vérifiée, et cet astre doit prendre place désormais à côté des deux autres comètes périodiques que nous connaissons déjà. Ce sont les seules dont on puisse assigner les retours à des époques déterminées d'avance.

Voici les éléments de cette comète aux instants de ses deux derniers passages :

	1826.	1832 (2).
Passage au périhélie.	Mars 18j,9688	Novembre 27j,4808
Excentricité.	0,7457842	0,7517481
Lieu du périhélie. .	109° 32′ 23″	109° 56′ 45″
Long. du nœud axe.	251 15 15	248 12 24
Inclinaison.	13 38 45	13 13 13
Demi-grand axe. . . .	3,53683	

Ces deux dernières comètes parcourent, comme on voit, des courbes beaucoup moins étendues et moins

(1) Voici quels étaient les éléments paraboliques des trois passages :

Années.	*Dist. péri.*	*Incl.*	*Lieu du nœud.*	*Lieu du périh.*	*mouv.*
1772	1,01	18° 17′	254° 0′	110° 14′	direct
1805	0,89	16 31	250 33	109 23	direct
1826	0,93	14 39	247 54	104 20	direct

(2) Ces éléments sont ceux qui résultent du calcul des perturbations.

excentriques que la comète de Halley, elles sont comprises toutes deux dans l'orbite de Saturne ; après s'être approchées tout près du soleil, elles ne s'en éloignent pas, comme les autres comètes, à des distances qui confondent l'imagination ; enfin, leur cours n'offre point de différence bien tranchée avec celui des planètes. Il est probable que les observations assidues que l'on fait des comètes, en feront découvrir beaucoup d'autres de même nature que les précédentes ; mais les comètes à longues périodes seront toujours très-rares, parce qu'il y a un siècle à peine que les observations sont faites avec assez de soin pour constater leur identité lorsqu'elles reviennent dans le voisinage du soleil. La comète de Halley mérite donc une attention toute particulière, comme un phénomène exceptionnel dans le système du monde.

Apparences physiques.

128. Les apparences physiques que les comètes nous présentent offrent d'innombrables variétés. Beaucoup de comètes n'ont pas de queues sensibles ; à d'autres, on en a aperçu plusieurs : la comète de 1744 en avait jusqu'à six parfaitement distinctes. La forme, la longueur et la largeur des queues des comètes, ne sont pas plus que leur nombre, sujettes à des règles fixes. Il existe des comètes dont le noyau solide et opaque réfléchit une lumière brillante comme celle des planètes ; il existe des comètes sans noyau apparent, qui, dans toute leur étendue, ont presque la même clarté, et qui ne sont sans aucun doute que de simples amas de vapeurs. Enfin,

on a vu des comètes dont la splendeur le disputait à celle du soleil, d'autres, dont la clarté effaçait celle de la lune, d'autres, plus lumineuses que Sirius, la plus brillante des étoiles du ciel, et à côté de ces astres, on en observe journellement dont la lumière est si faible, que la moindre clarté dans l'espace ou dans le champ du télescope avec lequel on les observe, suffit pour les rendre presque complétement invisibles. On ne saurait donc donner une description générale qui s'applique à des astres dont la constitution physique est si diverse, et nous nous en tiendrons à rappeler les phénomènes les plus communs, que présentent ordinairement les trois principales parties dans lesquelles les astronomes les ont divisés : la *nébulosité*, le *noyau* et la *queue*.

La nébulosité qui environne les comètes, paraît formée de couches de matière nébuleuse légèrement condensée en approchant du centre. Ces couches sont encore extrêmement rares puisqu'elles n'affaiblissent pas sensiblement la lumière des étoiles qui les traversent dans une immense profondeur. On a remarqué une disposition particulière dans la nébulosité des comètes qui ont un noyau ; les couches dont elle se compose, semblent former plusieurs anneaux concentriques, suspendus autour de l'astre et séparés par des intervalles dans toute l'étendue desquels on n'aperçoit qu'une clarté à peu près insensible. C'est ainsi qu'on pourrait se représenter la terre, entourée de toutes parts de plusieurs couches de nuages, séparées par de l'air pur qui n'aurait pas comme eux la propriété de réfléchir la lumière.

On a expliqué d'une manière vraisemblable la forma-

tion de la nébulosité des comètes, en l'attribuant aux vapeurs que la chaleur du soleil élève à leur surface. On conçoit en effet que la chaleur que le soleil communique à ces astres, augmente à mesure qu'ils s'en approchent, et qu'elle doit devenir excessive pour les comètes dont la distance périhélie est très-petite.

Ainsi, par exemple, on a calculé qu'en supposant que la chaleur du soleil diminue proportionnellement au carré des distances, cet astre avait dû communiquer à la comète de 1680, celle de toutes les comètes dont les orbites ont pu être calculées, qui s'est le plus approchée du soleil, et qui, dans son périhélie, en était *cent soixante-six fois* plus près que la terre, une chaleur *vingt-sept mille cinq cent cinquante-six fois* plus grande que celle que nous éprouvons pendant l'été. Cette température que Newton évalue à *deux mille fois* à peu près celle du fer rouge, surpasse beaucoup toutes celles que nous pouvons produire, et elle volatiliserait certainement la plus grande partie des substances terrestres.

Les vapeurs produites par la chaleur du soleil, doivent se condenser par le froid extrême que la comète éprouve dans la partie supérieure de son orbite, et ces énormes variations de température qui font passer successivement une partie de la substance des comètes, de l'état solide à l'état liquide ou gazeux, a dû porter à croire qu'elles ont reçu dans l'ordre général de l'univers une organisation et une destination toutes différentes que celles des planètes (1).

(1) Newton supposait qu'à chaque retour d'une comète, la distance périhélie diminuait, et que l'astre finissait par se précipiter sur le soleil pour réparer les pertes faites par l'émission de la lumière.

Au reste, les opinions que les astronomes ont émises sur la nature des comètes sont très-diverses; Laplace ne paraît pas croire à ces grandes variétés et changements de température que doivent éprouver les comètes par les variations de leurs distances au soleil, ou du moins ils lui semblent devoir être considérablement modifiés par d'autres circonstances.

« Les nébulosités qui les environnent étant le résultat de la vaporisation des fluides à leur surface, le refroidissement qui en est la suite doit tempérer l'excessive chaleur due à leur proximité du soleil; et la condensation des mêmes fluides vaporisés, quand elles s'en éloignent, répare en partie la diminution de chaleur que cet éloignement doit produire; en sorte que le double effet de la vaporisation des fluides et de la condensation des vapeurs, rapproche considérablement les limites de la plus grande chaleur et du plus grand froid que les comètes éprouvent à chacune de leurs révolutions. »

Les nébulosités qui environnent les comètes devraient en se condensant par le refroidissement, diminuer de volume à mesure que la comète s'éloigne du soleil. Hévélius fit le premier la remarque que le contraire avait lieu, et des observations récentes faites sur la comète à courte période de 1819 ont confirmé ce résultat. Newton avait expliqué ce singulier phénomène en observant que les queues des comètes étant formées aux dépens de la nébulosité, et leurs dimensions allant en croissant à mesure que la comète approche de son périhélie, le volume de la nébulosité doit diminuer dans les mêmes circonstances, et réciproquement la nébulosité doit augmenter à mesure que la comète s'éloigne du soleil, une

partie des molécules qui s'étaient portées à la queue, remontant vers la tête de la comète par l'effet du refroidissement. Cette explication qui avait toutes les apparences de la vraisemblance pour les comètes qui ont des queues, ne pouvait pas s'étendre à la comète de 1819 qui n'en présente pas de trace. Cette objection a fait proposer une autre hypothèse qui peut s'appliquer également à toute espèce de comètes. Si l'on suppose le soleil entouré d'une atmosphère dont la densité, comme celle de l'atmosphère terrestre, va en augmentant à mesure que la distance au centre de l'astre diminue; on conçoit que les comètes en traversant les différentes couches de l'atmosphère solaire, doivent éprouver des pressions proportionnelles à la densité de ces couches, par conséquent les diamètres de la nébulosité doivent diminuer quand la densité augmente. Cette explication qui repose sur un fait qui n'est pas encore suffisamment constaté, l'existence d'une atmosphère que les comètes auraient à traverser en approchant du soleil, peut donner lieu sans doute à quelques difficultés; mais il est vrai de dire qu'elle a fourni à M. Valz, qui en est l'auteur, avec une étonnante exactitude, les lois des variations de volume de la nébulosité indiquées par l'observation tant pour la comète à courte période que pour la comète de 1618.

129. *Le noyau* qu'on appelle aussi *tête* ou *corps de la comète*, vu dans de forts télescopes, paraît en général d'une forme irrégulière, d'une lumière plus sombre que celle des étoiles, moins brillante vers les bords que dans le centre. On a cherché à reconnaître si cette lumière appartenait aux comètes elles-mêmes, ou si elle n'était comme celle des planètes que la réflexion des rayons so-

laires. Pour cela on a observé avec soin diverses comètes dans des circonstances où, par leur position relativement au soleil, on ne devait apercevoir qu'une partie éclairée de leur disque, et l'on n'a pu y reconnaître aucune phase. On serait donc porté à croire que les comètes sont lumineuses par elles-mêmes ; mais c'est un point de leur théorie qui n'est pas encore suffisamment éclairci. Très-souvent on a aperçu des étoiles à travers le noyau même des comètes ; d'autres fois le noyau était assez opaque pour causer l'occultation des étoiles devant lesquelles elles passaient. On a expliqué cette différence, qui tient peut-être tout simplement à des erreurs d'observations, en supposant que les amas de vapeurs qui forment les comètes, passent par divers degrés de concentration, et que leur noyau, par conséquent, peut être à différentes époques gazeux, liquide et solide, et par suite diaphane ou opaque.

On verra que cette hypothèse peut se concilier avec les conjectures que nous présenterons sur l'origine des planètes et des comètes. En tout cas il paraît que les disques même des comètes sont beaucoup moindres que ce qu'on est convenu d'appeler leur *noyau*. On comprend, selon toute apparence, dans le noyau, une partie des couches les plus denses de la nébulosité qui les enveloppe. De meilleurs instruments pourraient les faire distinguer ; c'est ainsi qu'Herschel, avec ses merveilleux télescopes, est parvenu à reconnaître sur le noyau de la comète de 1811 un point brillant d'un diamètre insensible qui en était le disque véritable.

130. *La queue* ou la longue traînée lumineuse qui suit ordinairement les comètes, va en s'élargissant à partir de

la tête de l'astre ; elle prend une grande extension à mesure que la comète s'approche du soleil et n'atteint son *maximum* que lorsque la comète a passé à son périhélie. La longueur et la largeur de la queue varient ainsi d'une manière très-rapide pour la même comète, et elle peut s'étendre quelquefois à plusieurs millions de lieues. La lumière que nous envoient les queues des comètes est si faible, qu'il suffit de la présence de la lune ou de la lueur du crépuscule pour la faire entièrement disparaître. L'état de l'atmosphère a aussi beaucoup d'influence sur leurs dimensions apparentes ; elles semblent entre les tropiques beaucoup plus grandes que dans nos climats. Nous en avons eu une preuve dans l'avant-dernière apparition de la comète de Halley, dont les observateurs ont aperçu la queue très-brillante dans l'océan Indien, tandis qu'en Europe elle a été presque complétement insensible.

Nous avons dit qu'Appian avait le premier remarqué que la queue des comètes est constamment dirigée dans le prolongement de la droite menée du centre de l'astre au centre du soleil. Une observation plus exacte a montré que la queue de la plupart des comètes est en effet généralement placée à l'opposite du soleil, mais que l'axe du cône lumineux qu'elle forme, ne se confond presque jamais avec la droite qui joint les deux axes. La queue incline toujours plus ou moins vers la région que la comète vient d'abandonner. Cette déviation est quelquefois très-sensible et la queue de quelques comètes en acquiert une courbure très-prononcée. La queue de la comète de 1744 formait presque un quart de cercle dans l'étendue de quelques degrés et celle de la comète de

1689 avait la figure d'un sabre turc, disent les historiens contemporains. Pour expliquer ce phénomène, on a supposé que les queues des comètes étaient formées des molécules les plus légères que la chaleur volatilise à leur surface, et qui cédant au moindre effort étaient transportées à des distances indéfinies par l'impulsion des rayons du soleil.

On a fait plus, on a calculé les courbes que doivent décrire des molécules de vapeur sollicitées vers le centre de la comète par son attraction et repoussées par le choc de la lumière solaire, et l'on a trouvé que ces courbes étaient des hyperboles dont le soleil occupe l'un des foyers et dont la convexité est tournée vers la région où marche la comète. La suite des molécules lumineuses qui se meuvent sur ces courbes depuis la tête de la comète, forme une traînée lumineuse opposée au soleil et inclinée au côté de l'orbite que la comète abandonne, comme l'observation l'indique. On peut juger des espaces immenses que ces molécules doivent parcourir, par les accroissements rapides que présentent les queues des comètes lorsqu'elles approchent de leur périhélie. On conçoit enfin que la différence de grosseur, de densité et de volatilité de ces molécules, doit en apporter de considérables dans leurs mouvements et dans la disposition des courbes qu'elles parcourent, et cela suffit pour expliquer les nombreuses variétés que ces phénomènes nous présentent.

Si au lieu d'être une émanation du soleil, comme nous venons de le supposer, la lumière consistait dans les vibrations d'un fluide élastique répandu autour de cet astre, comme beaucoup de physiciens penchent à le

croire, on pourrait encore, dans cette hypothèse, expliquer avec la même facilité et à peu près par les mêmes raisonnements, la disposition générale des queues des comètes. En effet, en traversant le milieu éthéré qui environne le soleil, les molécules les plus volatiles seront celles qui éprouveront le plus l'effet de sa résistance, et leur déviation sera d'autant plus grande qu'elles sont alors éloignées de la tête de la comète, ce qui explique à la fois et la courbure de la queue et son inclinaison constante vers le côté que la comète vient de quitter. Il en résulte encore que la matière nébuleuse étant plus dense dans la partie convexe, la queue doit être plus lumineuse et mieux terminée vers le côté où le mouvement s'opère que du côté opposé. C'est encore en effet ce que l'observation confirme. Le système de la transmission de la lumière par l'intermédiaire d'un fluide éthéré et le système de l'émission, expliquent donc d'une manière également satisfaisante, la courbure et l'inclinaison de la queue des comètes, mais il semble que le second indique mieux comment les molécules nébuleuses qui forment les extrémités de la queue, sont transportées à de si grandes distances par la force répulsive qu'acquièrent les rayons lumineux à mesure que la comète s'approche du soleil. Au reste, rien n'empêche de réunir les deux systèmes, et en combinant les effets qui résulteraient d'un milieu très-rare répandu autour du soleil, avec ceux qui proviennent de l'impulsion de la lumière, on pourra rendre compte des apparences qu'ont offertes le plus ordinairement les queues des comètes. Peut-être quelques circonstances particulières à certaines comètes, échapperont encore à cette explication ; on aura peine, par exemple,

à en déduire la cause de la multiplicité des queues observées dans quelques-uns de ces astres, celle de l'absence complète de queues dans d'autres comètes dont les nébulosités semblent composées de parties tout aussi volatiles. Mais quand une hypothèse répond à la généralité des faits observés et qu'elle n'offre rien de contraire aux lois générales qui régissent les mouvements de la matière, ni aux règles imprescriptibles de la raison, il me semble qu'on doit l'adopter jusqu'à ce que des observations plus nombreuses nous aient fait découvrir son insuffisance et nous aient conduits par la voie lente mais sûre de l'expérience, à la véritable cause des phénomènes.

131. Puisque les comètes semblent n'être que des amas de vapeurs lorsqu'elles deviennent visibles pour nous, il en résulte qu'elles doivent perdre par l'évaporation une partie notable de leur substance à chacun de leurs passages au périhélie, et qu'elles finiront, ou par se dissiper totalement dans l'espace, ou par se réduire aux portions solides du noyau que la chaleur ne saurait volatiliser. Ce phénomène sera d'autant plus prompt à s'accomplir que la révolution de la comète sera plus courte, et qu'elle reviendra par conséquent plus souvent dans le voisinage du soleil. On a déjà cru remarquer en effet une dispersion semblable dans la nébulosité de la comète à courte période de 1819, dont la masse a sensiblement diminué à chaque révolution, et comme sa période est très-courte, elle finira bientôt sans doute ou par s'anéantir entièrement, ou par se réduire à de si petites dimensions qu'elle deviendra tout à fait invisible. La comète de Halley, comme on l'a vu, n'a pas présenté non plus en 1682, 1759 et 1835, les caractères surprenants de grandeur et d'éclat

qui avaient signalé ses anciennes apparitions, et tout annonce qu'elle approche aussi de son état de fixité. Il ne faut sans doute pas chercher d'autre cause de la rareté du retour des comètes, et l'on pourrait expliquer encore de la même manière pourquoi certaines comètes, celles de 1530 et 1770, par exemple, dont on croyait avoir reconnu la périodicité, n'ont pas reparu.

De l'influence des comètes sur les planètes et sur la terre en particulier.

132. Nous verrons dans la suite que les masses des comètes sont d'une extrême petitesse; les observations télescopiques suffisent d'ailleurs pour le prouver. L'action que les comètes exercent sur les mouvements des planètes doit donc être tout à fait insensible. Mais on s'est inquiété de l'influence physique qu'exercerait le voisinage d'une comète dont la queue viendrait à rencontrer la terre. On conçoit en effet qu'à raison de leur peu de densité et de la petitesse de leur masse, l'action que le noyau des comètes exerce sur la nébulosité, est très-faible et qu'elle devient à peu près inappréciable sur les molécules qui s'en trouvent séparées par de grandes distances, telles que celles qui forment les extrémités de la queue. Ces parties doivent donc être toujours prêtes à céder à la moindre influence étrangère et à se détacher de la nébulosité de la comète pour aller grossir l'atmosphère des planètes près desquelles elle passe.

Ce phénomène n'a rien d'invraisemblable; il s'est même probablement plusieurs fois renouvelé, et c'est à une cause pareille qu'on a cru pouvoir attribuer la

peste, les épidémies, les épizooties et les autres fléaux qui ont souvent signalé sur la terre les apparitions des comètes.

On pourrait répondre d'abord que comme les nébulosités et surtout les queues des comètes sont d'une rareté extrême, puisqu'on les aperçoit à travers la faible lumière des étoiles, il n'est pas probable que le mélange d'une petite quantité de matière étrangère, exhalée par la comète dans l'air atmosphérique, puisse produire de si funestes ravages. Mais il y a une fin de non-recevoir que l'on peut opposer à cette accusation générale contre les comètes, c'est que depuis l'invention du télescope, il n'y a pas d'année où l'on n'ait observé pour le moins deux comètes ; il n'y a donc pas dans l'ordre physique ou dans l'ordre moral, de désastre qui ait affligé le monde, dont on ne puisse au besoin rendre quelque comète responsable. Au reste, les lumières de la science ont pour toujours, il faut l'espérer, dissipé les vaines terreurs qu'excitaient autrefois, dans les siècles d'ignorance, les apparitions des comètes, et ce n'est pas sans doute l'un des résultats les moins satisfaisants des progrès de l'esprit humain, que d'avoir vu, en 1759 et dans ces derniers temps, le retour d'un astre, jadis regardé comme le précurseur du plus terrible fléau et qu'un pape confondait dans un même anathème avec les Turcs (1), attendu avec le plus vif sentiment d'impatience et de cu-

(1) Le pape Calixte II, en 1456, ordonna des prières publiques, et formula une bulle où il exorcisait à la fois la comète et les Turcs qui, sous la conduite de Mahomet II, ravageaient alors l'empire d'Orient.

riosité par tous les hommes qui s'intéressaient aux sciences astronomiques.

133. Une question plus digne de fixer leur attention a non moins préoccupé les hommes à diverses époques, et nous ne pouvons nous dispenser d'en dire quelques mots. Une comète peut-elle venir à rencontrer la terre, et quels seraient dans ce cas les effets probables du choc qui en résulterait? Sans doute, d'après les notions que nous avons sur la marche irrégulière des comètes, rien n'empêche que dans le grand nombre de celles qui parcourent le ciel dans tous les sens, il ne s'en trouve quelqu'une qui traverse l'écliptique précisément dans le point que la terre occupe en cet instant, et qui par conséquent se rencontre avec elle. Il faudrait, il est vrai, un hasard bien extraordinaire pour réunir deux corps aussi petits relativement à l'étendue des cieux, mais cette rencontre peut acquérir de grandes chances de probabilités lorsqu'à l'immensité de l'espace on oppose l'immensité des siècles. Au reste, il nous suffit de constater que cette rencontre n'est pas impossible pour répondre à la première partie de la question; quant aux effets probables que produirait sur la terre le choc d'une comète, certainement ils seraient désastreux, pour peu que la masse de la comète fût considérable.

« L'axe terrestre et le mouvement de rotation changés; les mers abandonnant leur ancienne position pour se précipiter vers le nouvel équateur; une grande partie des hommes et des animaux noyée dans ce déluge universel, ou détruite par la violente secousse imprimée au globe terrestre; des espèces entières anéanties; tous les monuments de l'industrie humaine renversés (1). »

(1) *Laplace, Système du Monde.*

Tels sont les désastres que pourrait produire le choc d'une comète dont la masse serait seulement égale à celle de la terre. Heureusement, jusqu'à présent, il n'y en a aucune qui remplisse cette dernière condition, et parmi les comètes qui ont le plus approché de la terre (1) il n'y en a pas une qui ait produit dans ses mouvements la moindre altération appréciable. On en doit conclure que les masses de ces astres, composées d'une matière extrêmement rare, sont tout à fait insensibles comparativement à celles des planètes. Le choc d'une comète par la terre ou par tout autre corps du système solaire, briserait donc cet amas de vapeurs et le résoudrait en pluie ou en épais brouillard, et il n'en pourrait résulter tout au plus que des inondations locales. Cependant, quoiqu'un pareil événement ne puisse acquérir quelque probabilité que dans la supposition d'une longue succession de siècles, ce n'est pas sans fondement que l'on a vu souvent se manifester de vives appréhensions à l'annonce de quelque comète qui devait approcher de très-près de la terre. C'est ainsi qu'en 1773, l'annonce d'un travail entrepris par Lalande sur les comètes qui s'étaient le plus approchées de notre globe, suffit pour répandre l'effroi dans tout Paris et dans une partie de la France. Nous avons vu de nos jours une émotion pareille se renouveler, lorsque, sur la foi d'un calcul mal interprété, on annonça que la comète à courte période de 6 $\frac{3}{4}$ rencontrerait la terre à son retour au périhélie en 1832. Le fait est que, par une circonstance singulière, son orbite

(1) La comète de 1770 est celle qui s'est le plus approchée de la terre, dont elle n'a été éloignée que de 800 mille lieues; ce qui forme environ dix fois la distance de la lune.

coupe celle de la terre, et si la comète fût arrivée un mois plus tôt au point d'intersection des deux orbites, à son retour en 1832, elle s'y serait rencontrée avec notre globe. Il ne faut donc pas ranger sur la même ligne la participation attribuée jadis aux comètes à tous les désastres publics indistinctement, et l'influence qu'elles pourraient exercer par un dangereux voisinage sur le monde physique, dans des circonstances très-peu vraisemblables sans doute, mais qui enfin peuvent se réaliser. Une confiance aveugle annonce quelquefois autant d'ignorance qu'une terreur superstitieuse.

Ce que nous venons de dire des ravages que le choc d'une comète causerait sur la terre, s'applique évidemment à toutes les planètes. Il est probable que le phénomène de la rencontre d'une planète et d'une comète s'est plus d'une fois renouvelé dans l'immensité des siècles écoulés, mais il n'en est résulté aucune perturbation apparente dans les mouvements planétaires. On a vu même, en 1770, une comète traverser le système entier de Jupiter et de ses satellites, sans causer aucune altération dans leur disposition respective, il faut donc conclure de tout ce qui précède que les masses des comètes sont trop petites pour avoir sur la constitution du système solaire aucune influence sensible.

CHAPITRE X.

DES LATITUDES ET DES LONGITUDES TERRESTRES.

Détermination de la latitude sur terre et sur mer. — Instruments de réflexion. — Octant et sectant. — Angle de dépression. — Méthodes pour mesurer la longitude en mer : 1° à l'aide des chronomètres ou montres marines ; 2° par les éclipses de lune et des satellites de Jupiter ; 3° par l'observation des lieux de la lune.

134. La position d'un lieu sur la terre est déterminée lorsqu'on connaît sa distance à l'équateur, et l'angle que forme le méridien passant par ce lieu avec un méridien fixe. En effet, cet angle indique la situation respective de ces deux plans ; la distance à l'équateur fait connaître le parallèle sur lequel le lieu est situé ; il doit donc se trouver à la rencontre du grand et du petit cercle qu'on peut tracer sur le globe d'après ces données. Ces deux éléments qui servent à fixer la position de chaque point de la terre, se nomment : le premier la *latitude*, et le second la *longitude*. Leur détermination exacte est l'une des questions les plus importantes de l'astronomie pratique, à cause des grands avantages qu'en peuvent retirer la géographie et la navigation.

La latitude a pour mesure l'arc du méridien céleste,

compris entre le zénith du lieu et l'équateur, elle est égale par conséquent à la hauteur du pôle au-dessus de l'horizon. Sur terre elle se détermine de la même manière que ce dernier élément, c'est-à-dire par l'observation des étoiles circompolaires à leur passage au méridien; la moyenne entre la plus grande et la plus petite hauteur d'une de ces étoiles, est la hauteur du pôle; mais à la mer où l'agitation du vaisseau empêche d'employer le fil à plomb, le pendule, et même les lunettes; on a inventé, pour y suppléer, un instrument particulier qui dépend d'une heureuse combinaison des propriétés de la réflexion de la lumière, et permet de déterminer les hauteurs des astres et leurs distances mutuelles avec autant de précision qu'on pourrait le faire dans un observatoire en repos.

135. Avant d'expliquer en quoi consistent ces ingénieux appareils qu'on a nommés *instruments de réflexion*, et dont la première idée est due à Newton, il est bon de rappeler quelques principes d'optique qui en faciliteront l'intelligence.

Nous avons vu, n°18, qu'un rayon de lumière qui tombe sur un miroir poli, est réfléchi de manière que l'angle de réflexion est toujours égal à l'angle d'incidence. Ainsi donc, si le rayon incident est perpendiculaire au miroir, il n'y a pas de rayon réfléchi; si l'angle ABC (*fig.* 72), est égal à 45°, l'angle DBE sera aussi de 45°. Supposons maintenant que le miroir CBE soit mobile, et que de la position CBE, il passe en OBM; soit AB le rayon incident; voyons ce que deviendra le rayon réfléchi BD par le déplacement du miroir; ce rayon prendra la position BD′ de manière qu'on ait OBA = MBD′; or, il

est aisé de se convaincre que l'angle que font entre eux les deux rayons de réflexion BD, BD′ sera toujours égal au double de l'angle que font les deux miroirs OB et CB. En effet on aura :

$$DBM = DBE + EBM = ABC + EBM$$

$$D'BM = ABO = ABC - OBC = ABC - EBM.$$

Par conséquent :

$$DBM - D'BM = DBD' = 2EBM.$$

Ainsi donc, l'angle des deux rayons réfléchis est toujours égal au double du déplacement du miroir. C'est sur ce principe fort simple qu'est fondée la construction de tous les instruments de réflexion.

Concevons deux rayons CA et CD (*fig.* 73), formant entre eux un angle de 45°. Au premier rayon est fixé un miroir *mRn* dont la moitié est étamée pour réfléchir les images des objets, et dont l'autre moitié est transparente de manière à laisser passer les rayons de lumière qui en émanent directement. Le rayon CD supporte un second miroir MCN qu'on appelle le *grand miroir*, et qui est fixé sur une alidade qui peut tourner autour du centre C de l'instrument et qui indique sur un cadran AED le nombre de degrés dont le rayon CD se déplace. Enfin, au point O est fixée une lunette par laquelle l'observateur vise les objets qui arrivent à son œil suivant la direction HRO.

Cela posé, d'après la construction de l'instrument, quand l'alidade se trouve en D ou au point qui correspond à zéro sur le limbe, les deux miroirs MRN,

mRn se trouvent dans une situation parallèle, et le miroir mRn étant incliné de 45° sur CA, on a $CRm = ORn$. Supposons que l'observateur dirige alors la lunette vers un point H de l'horizon, qu'il aperçoit suivant le rayon IRO par la partie transparente du miroir mRn. Le même point H envoie au même instant, un rayon IC parallèle au premier, et qui, tombant sur le miroir MCN, est réfléchi suivant CA sur le petit miroir qui le réfléchit à son tour suivant OR parallèle à IC ; en effet, d'après le parallélisme des deux miroirs, on a :

$$ICM = RCN = mRC = ORn.$$

Supposons maintenant que l'alidade change de position et vienne au point E sur le cercle gradué. Les deux miroirs MCN et mRn ne seront plus parallèles, et le rayon IC ne sera plus celui qui se réfléchit suivant CR, ce sera le rayon quelconque CS qui forme avec le miroir MCN l'angle $SCN = RCM$. L'angle ICS que forment entre eux les deux rayons incidents IC et SC, sera le double de l'angle que décrit par son déplacement le miroir MCN. De sorte donc, qu'en doublant l'arc ED, on aura la hauteur SI que doit avoir le point S au-dessus de l'horizon pour que le rayon SC entre dans la lunette après sa double réflexion.

Pour plus de facilité, on a divisé l'arc CD en demi-degrés qui valent des degrés entiers, en sorte que l'opération de la duplication de l'arc marqué par l'alidade sur le limbe, se trouve ainsi faite d'elle-même. Il en est de même pour tous les instruments à réflexion.

Si, comme nous l'avons supposé, l'angle RCI est droit lorsque les deux miroirs sont parallèles, on aura

ACD = ICM, et comme ICR = 90°, on en conclura ACD = 45°. Ainsi l'arc gradué AD sera de 45°, ou de la huitième partie de la circonférence, et l'on pourra, avec cet instrument, mesurer des angles de 90°. Cet instrument prend alors le nom d'*octant*

On peut lui donner une plus grande étendue en diminuant l'angle ICR que forme avec CA le rayon IC qui entre dans la lunette lorsque les deux miroirs sont parallèles. En effet, si l'on suppose ICR de 60° seulement, on aura ICM = RCN = 60°. L'arc gradué AD sera donc de 60° et l'on pourra mesurer avec cet appareil des angles de 120°. L'instrument se nomme alors *sextant.*

136. Telles sont les principales dispositions des instruments de réflexion; ces appareils sont ordinairement renfermés dans une boîte en cuivre garnie d'un manche que l'on tient à la main, et qui sert à diriger l'instrument. Il est toujours facile d'ailleurs d'en vérifier l'exactitude, puisque les images du même objet devant se confondre quand l'alidade correspond au zéro du cercle gradué, en visant un point de l'horizon avec l'instrument placé dans cette situation, si la coïncidence n'a pas lieu, on est averti que les deux miroirs ne sont pas exactement parallèles, et l'on voit de plus de combien de degrés il faut faire mouvoir l'alidade pour rétablir le parallélisme. On conçoit enfin combien l'usage de ces instruments est utile pour le navigateur, puisqu'ils lui permettent de prendre à la mer les hauteurs des astres ou leurs distances à l'horizon, sans avoir besoin de fil à plomb, de lunettes ou de pendule, dont l'emploi lui est alors interdit.

Lorsqu'on veut faire servir l'*octant* ou le *sectant* à mesurer la hauteur du soleil, on affaiblit l'éclat de ses

rayons par des verres colorés qu'on place devant les deux miroirs ; on vise ensuite l'horizon par la lunette, puis on fait tourner l'alidade jusqu'à ce que l'image du soleil vienne par réflexion raser l'horizon. Si de l'arc marqué par l'alidade sur le cercle gradué, on retranche le demi-diamètre du soleil, donné dans les éphémérides pour chaque jour de l'année, on aura la hauteur du soleil et l'on en conclura l'heure comme on l'a vu plus haut.

Les instruments de réflexion servent, non-seulement à mesurer les hauteurs des astres au-dessus de l'horizon ; on peut encore les employer à mesurer leurs distances mutuelles. Pour cela on commence par diriger à peu près l'instrument dans le plan du grand cercle qui joint les deux astres que l'on observe, on dirige la lunette sur l'un d'entre eux et l'on fait ensuite tourner l'alidade jusqu'à ce que l'image réfléchie du second astre arrive au centre de la lunette. S'il s'agit par exemple de mesurer la distance de la lune au soleil, on vise la lune avec la lunette, et après avoir placé devant les miroirs des verres colorés, on fait tourner l'alidade jusqu'à ce que l'image du soleil se trouve en contact avec la lune ; on fixe alors l'alidade sur le limbe par une vis de pression destinée à cet effet, et le nombre de degrés qu'elle y marque donne la distance que l'on veut mesurer. C'est toujours le plus brillant des deux astres qu'on observe par réflexion ; on vise l'autre directement.

137. Lorsqu'on observe à la mer la hauteur des astres avec un *octant* ou un *sextant*, on suppose que le rayon visuel mené à l'horizon rase la surface de la mer, et que cette surface est plane. Or, l'élévation du vaisseau au-

dessus de l'Océan et la convexité de sa surface, rendent ces deux suppositions également inexactes. En effet, concevons un observateur en P (*fig.* 74) au-dessus de la mer de la hauteur P*p*, PH sera l'horizon vrai, P*h* l'horizon apparent et toutes les hauteurs observées ou les distances des astres à l'horizon, seront plus grandes que les hauteurs réelles, de l'angle *h*PH que forment entre eux l'horizon apparent et l'horizon véritable. Cet angle se nomme la *dépression de l'horizon*, et l'on a calculé des tables qui donnent sa valeur pour les différentes hauteurs de l'observateur au-dessus du niveau de la mer, et qui servent par conséquent à corriger les hauteurs apparentes pour avoir les hauteurs véritables

138. Pour déterminer en mer la latitude, on prend, à l'aide du sextant ou de l'octant, la hauteur du soleil au moment où cet astre passe au méridien. Cet instant est facile à saisir soit qu'on suppose, qu'on connaisse à peu près l'heure du vaisseau, soit parce que la hauteur méridienne étant constante pendant quelques instants lorsque le soleil approche de midi, on peut toujours observer avec une exactitude suffisante le moment où il cesse de monter et paraît quelque temps stationnaire avant de s'abaisser vers l'horizon. On corrige la hauteur ainsi déterminée, de la dépression de l'horizon, de la réfraction, de la parallaxe, et enfin du demi-diamètre du soleil, et l'on en conclut la distance de cet astre au zénith qui est le complément de la hauteur méridienne. On cherche ensuite au moyen des tables ou des éphémérides où elle est calculée jour par jour, la déclinaison du soleil pour l'instant de l'observation : cette déclinaison ajoutée à la distance zénithale ou bien en étant

retranchée donne la hauteur du pôle ou la latitude du lieu de l'observation. En effet, soit (*fig.* 75) HOH′ l'horizon, P le pôle, Z le zénith, EO l'équateur, l'angle EOZ sera égal à la hauteur du pôle POH, ou à la latitude. Si le soleil S se trouve placé entre le zénith et l'équateur, on aura EOZ = SOZ + EOS, et si le soleil et le zénith sont situés des deux côtés opposés de l'équateur, on aura EOZ = S′OZ — EOS′. Par conséquent si l'on nomme A la hauteur méridienne observée, D la déclinaison du soleil, et H la hauteur du pôle, on aura H = 90° — A ± D; le signe + devant être pris quand le soleil est situé du même côté que le pôle visible, et le signe — dans le cas contraire. Si la valeur de H tirée de cette équation est négative, c'est que l'observateur se trouve dans l'hémisphère austral. Pour assurer la marche du vaisseau on observe chaque jour la hauteur méridienne du soleil, c'est ce qu'on appelle *prendre hauteur ;* il arrive quelquefois que des nuages empêchent d'observer le soleil au méridien, on détermine alors la latitude par des hauteurs prises hors du méridien avant et après midi, en tenant compte du mouvement du vaisseau dans l'intervalle.

139. La longitude a pour mesure l'arc de l'équateur compris entre le méridien fixe choisi pour point de départ et le méridien du lieu.

Le choix du méridien fixe d'où toutes les longitudes sont comptées et qu'on nomme *premier méridien*, est arbitraire, et malheureusement il n'est pas le même chez toutes les nations. Les anciens astronomes avaient pris pour premier méridien celui qui passe aux îles Canaries, parce que c'était celui qui était le plus occidental



des terres connues; la découverte de l'Amérique a fait tomber cette raison : alors chaque peuple a choisi arbitrairement son premier méridien; les Anglais ont pris celui de l'île de Fer, les Hollandais le méridien du pic de Ténériffe, les Espagnols celui de Cadix, les Français celui de Paris; enfin depuis quelque temps presque tous les peuples commencent à compter de leurs observatoires respectifs. Au reste, comme le calcul de réduction d'un méridien à un autre est très-simple, il importe peu au fond de quel méridien l'on est parti; seulement il serait à désirer pour la régularité et l'uniformité des éphémérides et de la géographie, que tous les peuples s'accordassent sur le choix d'un premier méridien passant par un point élevé de la terre, tel que le pic de Ténériffe, en sorte qu'on pût le retrouver aisément dans tous les siècles, à moins d'un bouleversement total du globe.

Si le temps qu'un point de l'équateur emploie à décrire l'intervalle qui sépare un méridien donné du méridien fixe, était connu, on en conclurait par une simple proportion l'arc compris entre ces deux plans ou la longitude cherchée, puisque l'on sait qu'en vertu du mouvement diurne chacun des points de l'équateur fait une révolution entière ou décrit 360° en vingt-quatre heures. Or la propriété qui caractérise les méridiens terrestres, c'est que tous les lieux situés sur un même méridien comptent midi au même instant; la différence des heures comptées à la fois sur deux méridiens différents, mesure par conséquent le temps qu'emploie un point de l'équateur à parcourir la distance angulaire qui les sépare. En effet, la terre étant supposée une figure de révolution, ce qui suffit, comme nous l'avons dit, pour les usages géo-

graphiques, et son mouvement sur son centre étant uniforme, elle présente successivement dans l'intervalle d'un jour tous ses méridiens au soleil; si donc le second méridien est situé à l'orient du premier, le soleil le traversera plus tôt; au contraire, il y parviendra plus tard s'il est situé dans une position opposée. Ainsi, par exemple, les lieux de la terre où l'on compte midi une heure après Paris, sont situés à l'ouest de cette ville sur un méridien qui fait avec celui de Paris un angle de $\frac{360°}{24}$ ou de 15°; si la différence entre les instants du midi était de six heures, l'angle que comprennent entre eux les méridiens serait de $15° \times 6 = 90°$ ou du quart de la circonférence. On voit donc qu'il existe un rapport très-simple entre les instants où commence le jour sur les divers méridiens de la terre et les distances angulaires qui les séparent, et l'on conçoit comment la comparaison des heures que l'on compte au même instant dans deux lieux différents, peut conduire à la connaissance de leurs longitudes relatives.

140. La détermination des longitudes terrestres est donc ainsi réduite à cette question très-simple : *Déterminer la différence des heures que l'on compte au même instant physique en deux points quelconques du globe.* L'heure du lieu où l'on observe se détermine à terre par le passage du soleil à la lunette méridienne, ou simplement par le moyen du *gnomon;* mais sur mer, où l'on ne peut faire usage, comme nous l'avons dit, de ces deux instruments, on prend à l'aide du *sextant* la hauteur du soleil ou d'une étoile dont l'ascension droite et la déclinaison sont connues, et l'on en conclut l'heure à l'aide d'une formule trigonométrique fort simple lorsque

la latitude est déterminée (1). Il ne reste donc qu'à connaître l'heure correspondante comptée sur le premier méridien, mais c'est en cela que consiste la véritable difficulté de la question. Pour la résoudre on a proposé avec un égal succès des moyens mécaniques et des méthodes empruntées à l'astronomie.

Les premiers sont les plus simples : en effet, l'on conçoit sans peine qu'une pendule bien réglée à Paris et qui donne exactement les heures de cette ville, étant transportée dans un autre lieu du globe où le midi sera déterminé chaque jour par le passage du soleil ou des étoiles au méridien ; la différence des heures marquées par cette pendule et par celle du lieu d'observation, donnera la

(1) Soit (*fig.* 76) P le pôle, Z le zénith, A le lieu de l'astre. Dans le triangle sphérique compris entre ces trois points, le côté AZ sera la distance au zénith, ou le complément de la hauteur observée ; le côté PA sera la distance de l'astre au pôle ou le complément de sa déclinaison, et PZ sera la distance du pôle au zénith, ou le complément de la latitude ; et comme ces trois quantités sont supposées connues, on pourra calculer l'angle P formé par le méridien ZP et le cercle horaire AP. On aura ainsi :

$$\text{Cos. P} = \frac{\text{cos. AZ} - \text{cos. PA cos. PZ}}{\text{sin. PA sin. PZ}}$$

Lorsque cette formule est employée pour le soleil, il faut corriger la distance AZ de la réfraction, de la parallaxe et en mer de la dépression de l'horizon. L'angle P, converti en temps à raison de la circonférence entière pour un jour, donnera l'heure vraie du vaisseau. Il faut d'ailleurs supposer que, outre la latitude, l'on connaît approximativement la longitude, parce que la déclinaison du soleil variant sans cesse, il faut avoir l'heure de Paris correspondante à celle du vaisseau pour la déduire des éphémérides ; mais comme les variations de la déclinaison, sont peu rapides, on peut pour cette opération, se contenter d'une valeur approchée de la longitude.

longitude respective des deux méridiens exprimée en temps ou la distance angulaire qui les sépare.

La détermination de la longitude n'aurait donc aucune difficulté, si l'on possédait pour marquer le temps, des instruments assez parfaits pour n'éprouver aucune variation sensible dans leur marche, malgré les déplacements d'un long voyage. Les horloges à pendules pouvaient seules offrir des garanties suffisantes pour remplir ces conditions ; mais les agitations du vaisseau interdisent l'usage de ces instruments à la mer, il a donc fallu imaginer d'autres moyens d'arriver à la solution de ce problème qui intéressait au plus haut point les nations maritimes. On tenta de construire des montres marines qui eussent une marche aussi régulière que celle des horloges à pendules ; le parlement britannique proposa un prix considérable pour l'artiste qui y réussirait, et l'art de l'horlogerie, excité par ces puissants encouragements, s'est tellement perfectionné que l'on construit aujourd'hui en France des chronomètres ou montres marines, dont on peut garantir la marche à $\frac{1}{10}$ de secondes près pendant plusieurs mois. Cependant quelle que soit la confiance que l'on puisse mettre dans ces sortes d'instruments, leur usage présente un grave inconvénient, c'est que rien ne garantit le navigateur contre les erreurs qu'il peut commettre si son chronomètre venait à être dérangé par les variations de la température, ou par quelque violente agitation du bâtiment dans une tempête. Ne pourra-t-il pas alors se briser sur des écueils dont il se croirait encore éloigné? Quels dangers n'aurait-il pas d'ailleurs à courir si son chronomètre, par quelque cause imprévue, venait à s'arrêter tout à coup ! Ces mo-

tifs ont conduit à chercher le moyen de faire dépendre uniquement la détermination des longitudes à la mer de l'observation des phénomènes célestes. C'est en effet la seule ressource qui reste au navigateur pour diriger sa route, lorsqu'il n'aperçoit plus autour de lui que la mer et le ciel; et si cette méthode exige dans la pratique plus de soins et plus de connaissances que la première, on peut la réserver du moins pour lui servir de vérification lorsque les circonstances l'exigent, et pour rassurer contre les doutes que pourrait laisser un *chronomètre* dont on n'aurait aucun moyen de constater la régularité.

141. Supposons donc qu'un phénomène céleste qui doit arriver au même instant physique pour toute la terre, soit aperçu par deux observateurs placés en différents lieux du globe; la différence des heures qu'ils compteront au moment du phénomène, convertie en temps à raison de la circonférence entière pour un jour, donnera la distance angulaire comprise sur l'équateur entre les méridiens des deux lieux d'observation. C'est ainsi que les éclipses de lune ont été dès les premiers temps de l'astronomie, employées à la détermination des longitudes géographiques. Ce moyen est d'une exécution facile, et serait très-exact dans la pratique, surtout pour nous qui pouvons, à l'aide de nos instruments, observer le commencement et la fin des éclipses avec beaucoup plus de précision que les anciens astronomes; mais les éclipses de lune sont trop rares pour qu'on puisse les employer dans une opération qu'il faut sur mer renouveler chaque jour. Les éclipses des satellites de Jupiter sont beaucoup plus fréquentes, et elles offrent sous ce rapport de grands avantages pour

la détermination des longitudes ; mais l'observation de ces phénomènes quoique très-facile, ne réussit bien que sur la terre. Nous avons vu en effet qu'avant de s'éclipser totalement, le satellite entre dans le cône d'ombre que forme la planète, et il faut de très-bons instruments pour juger avec précision le moment de la disparition ; cette appréciation exacte est donc impossible à la mer où l'usage des grandes lunettes est interdit par le mouvement du vaisseau. On a fait jusqu'ici d'inutiles efforts pour surmonter cette difficulté, mais du moins on a employé avec beaucoup de succès depuis leur découverte, les éclipses des satellites de Jupiter à la recherche des longitudes terrestres et elles ont été très-utiles aux progrès de la géographie. Le marin peut aussi en faire usage dans ses relâches. Il n'est pas nécessaire pour déterminer par ce moyen la longitude, que l'observation ait été faite simultanément sur le méridien fixe d'où les degrés de longitude sont comptés ; il suffit qu'on connaisse avec exactitude l'heure du phénomène dans le lieu où l'on se trouve ; en effet les tables des satellites de Jupiter et les tables de la lune s'il s'agit de cet astre, donnent les instants de leurs éclipses calculés d'avance et avec une extrême précision pour le méridien de Paris ; la différence de l'heure marquée dans ces tables à celle que l'on comptait à l'instant du phénomène sur le méridien où il a été réellement observé, fera connaître la longitude relative de ces deux plans (1).

142. Comme c'est surtout au navigateur que la déter-

(1) Lorsqu'il s'agit de distances peu considérables, on emploie encore avec succès les signaux produits par l'inflammation instantanée de la poudre. On partage l'intervalle qui sépare le méridien

mination des longitudes peut être utile pour l'aider à fixer sa position et le guider dans sa marche vers le but où il se dirige, il a fallu recourir à d'autres phénomènes célestes plus fréquents que les éclipses de lune et moins difficiles à observer à la mer que les éclipses des satellites de Jupiter. On a pensé d'abord aux *occultations* ou éclipses des étoiles par la lune, mais ce phénomène, quoique facile à observer et moins rare que les éclipses, ne se reproduit pas encore assez fréquemment pour qu'on en puisse faire un usage journalier et la lune rencontre à peine sur sa route *huit* ou *neuf* étoiles pour lesquelles ce genre d'observations soit possible. Cependant cette idée de faire servir les positions de la lune comparée aux étoiles, à la détermination des longitudes terrestres, a enfin conduit à la véritable solution du problème. En effet, la lune et les planètes, en vertu de leur mouvement propre, changent à chaque instant de place par rapport aux étoiles ; on peut donc regarder leur position à un moment donné, comme un phénomène instantané qui se produit dans le ciel, et il ne reste qu'à déterminer l'heure à laquelle on l'observe à la fois sur le vaisseau et sur le premier méridien; mais pour que ce moyen puisse être

connu de celui dont on cherche la longitude relative, en stations plus ou moins éloignées selon la nature des lieux ; en partant ensuite du premier méridien, la différence des temps comptés à l'instant où la poudre s'enflamme, par celui qui y met le feu, et par l'observateur qui l'aperçoit de la station voisine, donne la différence en longitude des deux lieux qu'ils occupent. En répétant des opérations semblables sur toute la ligne, on détermine aisément la longitude du méridien que l'on cherche. On a fait dans ces dernières années l'épreuve de cette méthode sur la ligne qui joint les observatoires de Greenwich et de Paris, qu'on est parvenu ainsi à lier entre eux d'une manière très-exacte.

utile dans la pratique, il faut que le mouvement de l'astre observé soit assez rapide pour que ses déplacements soient sensibles même dans un très-court intervalle de temps. De tous les corps célestes la lune étant celui dont le mouvement apparent est le plus considérable, elle devait être préférée pour la mesure des longitudes. On peut avec un *sextant* ou un *octant* mesurer en mer les distances angulaires de la lune au soleil et aux étoiles, avec une précision aussi grande que celle que l'on obtiendrait dans un observatoire en repos; on peut d'ailleurs, par le secours des tables astronomiques calculer pour un lieu quelconque de la terre, l'heure à laquelle la lune s'est trouvée dans la même position relativement à ces astres; en comparant cette heure à celle de l'observation, la différence convertie en degrés fera connaître la longitude du vaisseau.

Nous avons vu comment on pouvait déterminer l'heure du navire par l'observation des hauteurs du soleil ou des étoiles, du moment que la latitude était à peu près connue. On trouve dans la *Connaissance des temps*, la distance de la lune au soleil et aux étoiles, calculée d'avance de trois heures en trois heures, pour le méridien de Paris : on peut donc, par une simple proportion, en conclure l'heure exacte qu'il était à Paris lorsque la lune se trouvait à la distance de ces astres observée sur le vaisseau, en supposant, ce qui est permis, le mouvement de la lune et du soleil uniforme dans cet intervalle. La question générale de déterminer les heures que l'on compte au même instant physique dans deux lieux différents de la terre, est donc ainsi complétement résolue; et comme il n'y a point de nuit où les étoiles et la lune sont visibles,

qui ne présente à nos yeux le phénomène sur lequel cette solution est fondée, on pourra renouveler les observations aussi souvent qu'on le voudra, et choisir les instants où la lune se trouvera dans les positions les plus favorables. Pour assurer le succès de l'opération, on la divise ordinairement entre trois observateurs dont deux sont chargés de mesurer les hauteurs au-dessus de l'horizon des astres dont le troisième observe les distances mutuelles; enfin, en déterminant, dans un court intervalle, plusieurs distances de la lune au soleil et aux étoiles, et en prenant les moyennes entre ces distances et entre les temps qui leur correspondent pour les données du calcul, on diminue autant que possible les chances d'erreurs.

Pour apprécier l'exactitude dont cette méthode est susceptible, observons que quelque perfection qu'aient acquise les tables lunaires, elles peuvent encore laisser une incertitude de 15 à 20″ de degré sur une distance calculée de la lune aux étoiles ou au soleil; la difficulté des opérations nautiques laisse une incertitude au moins aussi grande sur les distances correspondantes données par l'observation; supposons donc que l'erreur totale soit de 40″, en degrés; le mouvement diurne de la lune est de 13° 11′ par rapport aux étoiles, et de 12° 11′ par rapport au soleil, son mouvement apparent est donc de 30′ par heure à peu près, ou de 30″ par minute; une erreur de 40″ en degrés dans la comparaison des lieux de la lune calculés par les tables, aux données de l'observation, répond donc à une erreur de 80″ en temps sur la différence de l'heure du vaisseau à celle du premier méridien : or, 80″ est le temps qu'un arc de 20′ compté sur

l'équateur, emploie à passer au méridien. En effet, on a la proportion 20′ : 80″ :: 360° : 24 h ou :: 2160′ : 86400″, c'est donc toute l'étendue de l'erreur que l'on peut commettre dans la détermination de la longitude cherchée. Cette erreur, dans son *maximum* sous l'équateur, s'élèverait à $\frac{1}{3}$ de degré ou à environ 7 lieues marines, elle serait moindre sous les parallèles, et cette précision serait déjà suffisante pour garantir le navigateur contre le danger des écueils et contre d'importantes déviations de sa route ; mais par des observations répétées, on peut obtenir une précision beaucoup plus grande. D'ailleurs, les erreurs de l'observation et des tables, au lieu de s'ajouter, comme nous l'avons supposé, peuvent, en se détruisant l'une par l'autre, se compenser en partie, et l'on doit le plus souvent compter sur la longitude à $\frac{1}{4}$ de degré près, ce qui est plus que suffisant pour tous les cas.

On voit que si le mouvement de la lune était deux fois plus rapide, la différence entre l'heure du vaisseau et celle du premier méridien, serait exacte à 40″ près, tandis que l'erreur peut s'élever aujourd'hui à 80″. L'erreur qu'on peut commettre dans la mesure des longitudes, dépend donc de la rapidité de l'astre que l'on fait servir à leur détermination. Si au lieu des distances de la lune ux étoiles, on employait celles du soleil, comme le mouvement géocentrique de cet astre est treize fois plus lent, les erreurs seraient treize fois plus considérables, elles le deviendraient bien davantage encore si l'on employait à cette détermination les mouvements de Jupiter ou de Saturne.

143. Ainsi donc, la lune est le seul de tous les astres dont le mouvement propre soit assez prompt pour qu'on puisse

l'employer utilement à la détermination des longitudes à la mer, et sans doute l'idée de faire servir son mouvement à cet usage a dû se présenter à l'esprit des premiers astronomes qui se sont occupés de la détermination des longitudes terrestres; mais pour que cette idée pût passer de l'état d'une simple spéculation théorique à celui d'un procédé utile dans la pratique, il fallait que l'invention des instruments de réflexion permît de faire en mer des observations délicates que l'agitation du vaisseau rendrait impossibles sans leur secours, et surtout que les tables de la lune, si difficiles à construire à cause des nombreuses inégalités de son mouvement, fussent assez exactes pour ne laisser qu'une légère incertitude sur les lieux qu'on en déduit par le calcul. Or, il n'y a pas cinquante ans que ce double but a pu être atteint; la construction des instruments d'optique a fait des progrès qui ont permis de rendre le *sextant* et l'*octant* d'un usage général pour la marine, et les tables lunaires surtout ont été assez perfectionnées pour qu'on puisse assurer que leur précision surpasse aujourd'hui celle des observations même.

La détermination des longitudes en mer au moyen des tables de la lune ne laisserait donc rien à désirer, si l'on pouvait observer directement les distances vraies de la lune aux étoiles et au soleil, pour les comparer aux distances calculées dans les éphémérides; mais toutes les distances que nous observons sont altérées par la réfraction et la parallaxe (nº 27), et il faut un calcul assez délicat pour déduire des distances apparentes les distances vraies, c'est-à-dire celles qu'on observerait du centre de la terre et sans l'action de l'atmosphère. Ce calcul exige

qu'outre les distances apparentes des deux astres, on connaisse encore leurs hauteurs au-dessus de l'horizon au même instant, ce qui demande, comme nous l'avons vu, le concours de trois observateurs. Enfin la formule trigonométrique par laquelle on déduit la distance vraie de la distance apparente, est encore assez compliquée pour offrir, dans les applications, des difficultés aux marins qui n'ont pas l'habitude de ces sortes d'opérations, malgré toutes les transformations qu'on lui a fait subir pour en rendre l'usage plus facile. Cependant, même avec ces inconvénients, il ne paraît guère possible d'imaginer, pour la détermination des longitudes, une méthode à la fois plus commode et plus sûre, et l'astre qui nous éclaire pendant les nuits est sans doute aussi celui que la Providence a spécialement destiné à nous conduire au milieu des écueils de l'Océan.

144. Les opérations que nous venons de décrire servent pour guider les marins dans les voyages de long cours, mais elles seraient trop compliquées pour les embarcations qui n'ont que de faibles trajets à parcourir. Les instruments qu'on emploie dans ce cas sont d'abord la *boussole*, qui sert à diriger la route du vaisseau; on détermine par son moyen l'angle sous lequel le vaisseau coupe les divers méridiens qu'il traverse, il ne reste donc qu'à déterminer la longueur de la route parcourue pour en conclure le lieu où il se trouve. On se sert pour cela d'un instrument nommé *loch ;* il consiste en une pièce de bois attachée à une longue corde divisée de distance en distance par des *nœuds* également espacés; on jette cette pièce de bois à la mer et un plomb qui y est suspendu la retient immobile tandis que le vaisseau s'éloigne. On

compte alors combien on file de nœuds en une demi-minute, au moyen d'un petit sablier qui se vide précisément dans cet intervalle, et l'on en conclut par une simple proportion, la vitesse du vaisseau dans un temps donné. On conçoit combien ces opérations sont incertaines et qu'elles ont besoin d'être répétées plusieurs fois par jour pour s'assurer que la vitesse du vaisseau n'a pas varié, mais elles suffisent pour donner une première ébauche de la route qu'il tient, ébauche que l'on peut rectifier ensuite, s'il est nécessaire, par des méthodes plus savantes.

CHAPITRE XI.

RÉFRACTIONS ASTRONOMIQUES.

Leur cause ou déviation de la lumière dans l'atmosphère. — Leurs effets sur la position des astres. — Crépuscule. — Aurore. — Détermination du plus petit crépuscule. — Tables de réfraction. — Phénomènes divers résultant des réfractions.

145. Nous avons, dans le chapitre II, exposé succinctement les propriétés de la lumière: nous avons vu qu'un rayon lumineux qui traverse des milieux de différentes densités éprouve une déviation qui le détourne de la ligne droite et qu'on a nommée *réfraction*. La terre est de toutes parts enveloppée par un fluide transparent que nous ne pouvons apercevoir, mais dont la présence se manifeste par un grand nombre de phénomènes, et surtout par l'action qu'il exerce pour soutenir le poids de la colonne de mercure dans le baromètre. Ce fluide forme l'atmosphère terrestre, sa hauteur ne s'étend guère à plus de 60 mille mètres (ou 13 lieues environ) de la surface de la terre, distance peu considérable, si on la compare aux dimensions du globe et surtout aux immenses intervalles qui nous séparent des corps célestes. Les rayons lumineux que les astres nous envoient et qui traversent l'atmosphère ne doivent donc pas continuer à se mouvoir en

ligne droite, ils doivent éprouver, en passant du vide dans l'air, une déviation semblable à celle que subit un rayon de lumière qui passe d'un milieu plus rare dans un milieu plus dense, et comme nous voyons toujours les objets sur le prolongement de la ligne droite suivant laquelle la lumière qui en émane entre dans notre œil, il en résulte que, par l'effet de la réfraction, nous devons continuellement rapporter les astres à des places différentes de celles qu'ils occupent réellement. Il était donc très-important pour les astronomes, de connaître les lois de la réfraction de la lumière dans notre atmosphère, puisqu'elles leur sont indispensables pour distinguer les véritables positions des corps célestes de leurs positions apparentes.

Il serait facile de déterminer ces lois par l'analyse mathématique si la densité de l'air était partout la même, ou du moins si l'on connaissait exactement la progression suivant laquelle la densité des couches atmosphériques varie à mesure qu'on s'écarte de la surface de la terre. Mais nous ne pouvons faire sur cet objet que des hypothèses plus ou moins vraisemblables, et nous savons seulement par la dépression que subit le mercure dans le baromètre à mesure qu'on s'élève à des hauteurs plus considérables, que les couches les plus denses de l'atmosphère sont les plus voisines de la terre et qu'elles deviennent ensuite de plus en plus rares à mesure qu'elles s'en écartent davantage. Cette inégalité de densité entre les couches supérieures et les couches inférieures de l'atmosphère, fait qu'on peut la considérer comme composée de milieux d'espèces différentes superposées les unes au-dessus des autres, et dont la densité augmente en

approchant de la terre. Or, nous avons vu que lorsqu'un rayon de lumière passe d'un milieu plus rare dans un milieu plus dense, il se rapproche, par l'effet de la réfraction, de la perpendiculaire élevée au point d'incidence sur la surface de séparation des deux milieux. Le rayon lumineux qui traverse les différentes couches de l'atmosphère, s'infléchit donc de plus en plus vers la terre à mesure que leur densité augmente, et les directions successives qu'il prend forment une portion de polygone dont le nombre de côtés est égal à celui des milieux traversés. Mais la densité des couches atmosphériques n'éprouve pas, à des hauteurs déterminées, des changements brusques, elle décroît par degrés insensibles depuis la surface de la terre où elle est la plus grande, jusqu'aux molécules extrêmes dont la raréfaction équivaut au vide parfait ; les directions de la lumière doivent donc varier également par degrés insensibles, et la route que suit le rayon lumineux dans l'atmosphère, forme ainsi un polygone d'une infinité de côtés ou une courbe concave vers la surface de la terre.

Soit donc R*ab* (*fig.* 77), la courbe que décrit le rayon R depuis son entrée dans l'atmosphère jusqu'à l'observateur en O. Si au point O on mène une tangente O*r* à cette courbe, O*r* sera la direction suivant laquelle le rayon R frappe l'œil de l'observateur, il doit donc supposer que l'astre dont la lumière est émanée, est situé sur le prolongement de cette ligne, en sorte que sa hauteur au-dessus de l'horizon lui paraît être *r*oH, tandis que la hauteur véritable de l'astre est RoH.

La différence *r*oR de ces deux angles est ce qu'on nomme la *réfraction astronomique*. On voit que son ef-

fet constant *est de nous faire paraître les astres plus élevés au-dessus de l'horizon ou plus rapprochés du zénith qu'ils ne le sont réellement* (1).

146. Une conséquence très-simple qui en résulte, c'est que nous ne devons pas cesser d'apercevoir les astres à l'instant même où ils sont abaissés au-dessous de l'horizon, comme cela aurait lieu s'il n'y avait aucune atmosphère autour de la terre; par l'effet de la réfraction de la lumière, ils doivent demeurer encore visibles à nos yeux quelques instants avant qu'ils n'aient atteint l'horizon et quelques instants après qu'ils sont descendus au-dessous. Supposons, par exemple, un astre en S sous l'horizon HR, le rayon S se brise au point O en pénétrant dans l'atmosphère, et nous le voyons à l'horizon en H sur le prolongement de la tangente à la courbe qu'il décrit, tandis qu'il est déjà en R au-dessous de l'horizon. Ainsi les levers du soleil et de la lune, tels que nous les observons, ne sont pour nous que des apparences, ces astres sont de-

(1) On reconnaît d'une manière bien évidente les effets de la réfraction, lorsque l'on veut déterminer la hauteur du pôle par l'observation des passages au méridien des étoiles circompolaires; les valeurs qui en résultent sont différentes selon les étoiles qu'on emploie. Ainsi, on trouve à Paris pour la distance du pôle au zénith:

Par l'étoile polaire.	41°	9′	10″
Par α du Dragon.	41	8	47
Par la Chèvre.	40	57	50

La distance du pôle au zénith diminue donc à proportion que l'étoile qui sert à la mesurer est plus écartée du pôle. La réfraction que l'étoile éprouve, et qui la rapproche du zénith, est donc d'autant plus forte que l'astre dans son passage inférieur, se rapproche davantage de l'horizon.

puis quelques instants sous l'horizon quand nous supposons qu'ils y touchent; on s'en assure en déterminant par l'observation les intervalles de leurs apparitions, on les trouve toujours supérieurs à ce qu'ils devraient être en les calculant par les tables astronomiques.

La même cause a produit quelquefois un phénomène remarquable, celui d'une éclipse lunaire alors que le soleil et la lune paraissaient encore l'un et l'autre au-dessus de l'horizon, la lune près de son lever et le soleil près de son coucher. Mais la présence simultanée de ces deux astres sur l'horizon n'était alors qu'une illusion, et pour qu'ils fussent diamétralement opposés, on voit qu'il suffit de supposer que l'un d'eux, le soleil par exemple, était très-peu élevé au-dessus de ce plan, tandis que la lune était très-peu abaissée au-dessous; la réfraction, en augmentant sa hauteur vraie, faisait seule supposer à l'observateur qu'elle était encore sur l'horizon. On cite divers exemples de semblables éclipses, la dernière est celle qui a été observée à Paris le 19 juillet 1750.

C'est aussi à la réfraction de la lumière que l'on doit attribuer cette lumière pâle dont la lune paraît encore éclairée, même dans les éclipses totales, c'est-à-dire lorsque plongée entièrement dans le cône d'ombre de la terre et privée de la lumière solaire, elle devrait disparaître entièrement à nos yeux. Nous avons déjà parlé de ce phénomène en nous occupant des éclipses, et nous en avons indiqué la véritable cause; elle tient à ce que quelques-uns des rayons solaires rompus par la réfraction en traversant notre atmosphère, s'infléchissent vers la terre et pénètrent dans le cône d'ombre qu'elle laisse derrière elle. Le disque lunaire nous réfléchit cette lumière déjà

affaiblie par la réfraction, et nous le voyons se colorer d'une teinte faible et rougeâtre que l'on avait crue autrefois la lumière propre de la lune ; souvent même, pendant la durée de la même éclipse, la lune, observée en différents lieux, a paru avoir divers degrés d'obscurité ou des couleurs différentes ; ce qui tient à ce que l'atmosphère est plus ou moins chargée de vapeurs, et que les réfractions qu'y éprouvent les rayons de lumière avant d'atteindre la surface de la lune, sont différentes, comme s'ils traversaient des verres d'inégale épaisseur ou diversement colorés.

Il peut arriver, dans quelques circonstances, que les vapeurs répandues dans l'atmosphère soient assez épaisses pour intercepter tout à fait les rayons solaires qui la traversent pour arriver jusqu'à la lune, cet astre devient alors tout à fait invisible, mais l'histoire de l'astronomie n'offre que peu d'exemples de cette disparition totale de la lune dans ses éclipses. Dans les éclipses de soleil, l'atmosphère terrestre, en réfléchissant vers l'observateur une partie de la lumière de cet astre, diminue l'obscurité qui aurait lieu sans cette circonstance. Mais souvent les rayons solaires brisés par la réfraction et la réflexion qu'ils éprouvent et par les épaisses vapeurs qu'ils traversent, n'arrivent à la terre qu'extrêmement affaiblis ; ils répandent alors sur tous les objets une couleur sombre qui participe du bleu du ciel et du rouge du crépuscule, et qui ajoutait encore à la terreur que la disparition subite du soleil dans les éclipses, causait aux hommes aux siècles d'ignorance.

147. Mais de tous les avantages que nous procure l'atmosphère dont la terre est environnée, le plus grand est

de prolonger pour nous la durée du jour et de diminuer la longueur des nuits. C'est à la réfraction des rayons solaires que nous devons cette douce clarté qui précède le lever du soleil et suit son coucher, et qui nous fait passer par une transition insensible de la lumière aux ténèbres et des ténèbres à la lumière. Sans l'atmosphère terrestre, le jour paraîtrait brusquement au moment où le soleil percerait l'horizon, et une obscurité complète lui succéderait au moment où cet astre s'abaisserait au-dessous de ce plan, mais par l'effet de la réfraction, nous jouissons encore de la présence du soleil quand il est déjà depuis quelque temps au-dessous de notre horizon. Ainsi, lorsque le soleil est en S (*fig.* 78), le rayon réfracté en O parvient suivant la tangente HO à l'œil de l'observateur, et l'astre lui paraît encore à l'horizon en H lorsqu'il est déjà d'un angle *s*'AH au-dessous de ce plan. Le soleil descendant en S' le rayon réfracté O*s* passe au-dessus de l'observateur, qui ne voit plus l'image de l'astre; mais tout l'hémisphère compris entre son horizon et son zénith est éclairé, et cette lumière, réfléchie par les molécules de l'atmosphère, éclaire encore la terre. Cependant, à mesure que le soleil s'abaisse davantage, la calotte sphérique qui reçoit ses rayons diminue par degrés, il arrive donc un moment ou aucun d'eux ne pénètre plus dans l'atmosphère, et la nuit alors est complète.

En observant l'instant où le crépuscule commence et en calculant pour cet instant la distance du soleil au zénith, on peut aisément déterminer quel est l'abaissement du soleil sous l'horizon au moment où ses rayons commencent à pénétrer dans l'atmosphère terrestre. Cependant comme les observations de ce genre ne peuvent

se faire rigoureusement, que leur résultat dépend d'ailleurs de l'état de l'atmosphère, les astronomes ont trouvé des valeurs assez différentes pour l'abaissement du soleil sous l'horizon à l'instant où le crépuscule commence le matin ou finit le soir; mais on s'accorde aujourd'hui à supposer cet abaissement de 18°, qui est la moyenne à peu près de toutes ces valeurs.

La durée du crépuscule n'est pas toujours la même; elle dépend du temps que le soleil emploie à décrire l'intervalle compris entre l'horizon et le plan qui lui est parallèle, et qui est situé à 18° au-dessous. Or ce temps n'est pas le même dans les différents lieux de la terre, et il change pour un même lieu dans les différentes saisons. En effet, sous l'équateur le mouvement du soleil est perpendiculaire à l'horizon; le temps qu'il emploie à s'abaisser de 18° au-dessous de ce plan est donc alors le plus court possible, et la durée du crépuscule est par conséquent moins longue sous l'équateur que dans tous les autres lieux de la terre. Elle va en augmentant à mesure qu'on s'avance vers les pôles, parce que les cercles du mouvement diurne s'inclinent de plus en plus sous l'horizon; enfin près des pôles, où le mouvement du soleil est presque parallèle à ce plan, la durée du crépuscule peut être de plusieurs mois, ce qui abrège les longues nuits auxquelles ces climats sont condamnés.

La durée du crépuscule dépend aussi de la déclinaison du soleil, et c'est un problème qui a beaucoup occupé les géomètres et les astronomes que de déterminer, pour un lieu donné, le jour du plus court crépuscule. On en trouve diverses solutions dans la plupart des traités d'astronomie; mais comme cette question n'est que de pure

curiosité, et qu'elle nous entraînerait dans des calculs mathématiques que nous nous sommes interdits dans cet ouvrage, nous ne nous en occuperons pas ici, et nous dirons seulement qu'à Paris le plus court crépuscule est de 1h 50′, et qu'il a lieu le 11 octobre et le 5 mars de chaque année.

Puisque la durée du crépuscule dépend à la fois de la latitude du lieu et de la déclinaison du soleil, il doit durer toute la nuit pour les contrées où cet astre, dans certaines saisons de l'année, ne s'abaisse pas à 18° au-dessous de l'horizon. La figure (79) représente cette situation : AD étant l'horizon, PP′ l'axe des pôles et gg' le cercle diurne du soleil à une certaine époque de l'année, si l'arc Dg' est supposé moindre que 18°, le soleil n'atteindra pas le cercle crépusculaire xx', ses rayons ne cesseront donc pas de pénétrer dans l'atmosphère terrestre et l'on voit que pour que ce phénomène ait lieu il faut que la distance gP du soleil au pôle, moins la hauteur PD du pôle, c'est-à-dire l'arc Dg', soit moindre que 18°. Ainsi, à Paris, la hauteur du pôle est 49°, et au solstice d'été la déclinaison du soleil est égale à l'obliquité de l'écliptique ou à 23° 28′; sa distance au pôle est donc $90° - 23° 28' = 66° 32'$, et l'on a $66° 32' - 49° = 17° 32' < 18°$: il n'y a donc pas de nuit à cette époque de l'année à Paris, l'aurore succède au crépuscule presque sans intervalle ; dans les climats plus septentrionaux le phénomène est plus sensible encore.

On peut, en observant avec soin l'instant où le crépuscule commence le matin et se termine le soir, déterminer la hauteur de l'atmosphère terrestre. En effet, le crépuscule commence lorsque les molécules extrêmes de l'atmosphère qui sont à l'horizon reçoivent les premiers

rayons du soleil ; soit donc A (*fig.* 80) l'une de ces molécules, la lumière réfléchie par elle nous vient suivant AB, il faut donc que le soleil soit situé quelque part en S sur le prolongement de la tangente AO à la terre, puisque, d'après les lois de la réflexion de la lumière, l'angle du rayon incident SA avec la normale CA doit être égal à l'angle que forme avec la même droite le rayon réfléchi AB, c'est-à-dire qu'on doit avoir CAS=CAB. Cela posé, l'angle ABS est l'abaissement du soleil sous l'horizon à l'instant où le crépuscule commence, et nous avons vu que cet angle était égal à 18°; l'angle HAB que forme le rayon incident avec le rayon réfléchi, est égal à SBA + ASB, et l'on peut supposer simplement HAB=SBA, en négligeant le petit angle ASB qui dépend de la parallaxe du soleil; on a d'ailleurs BAS=180°—HAB=180°—BCD, donc BCD=HAB=ABS=18°. Or, dans le triangle rectangle ABC, on connaît le côté CB égal au rayon de la terre, l'angle BCA=½ BCD=9°; on peut donc calculer le troisième côté CA ; si l'on en retranche le rayon terrestre CB, la différence CA—CB=A*a* sera la hauteur de l'atmosphère. En opérant les calculs que nous ne faisons qu'indiquer ici, et en tenant compte de quelques légères corrections que nous avons négligées, on a trouvé la hauteur de l'atmosphère d'environ 16 lieues, c'est-à-dire égale à peu près à un centième du rayon terrestre.

148. Nous n'avons parlé jusqu'ici que des phénomènes généraux qui résultent de la réfraction de la lumière dans l'atmosphère terrestre; mais puisqu'elle a encore pour effet d'augmenter la hauteur apparente des astres au dessus de l'horizon, il est important de connaître la quantité de cet accroissement pour corriger les hauteurs ob-

servées et déterminer leur véritable place. Il est d'abord évident que cette quantité doit varier avec la distance de l'astre au zénith. En effet, nous avons vu, nº 13, qu'un rayon lumineux tombant perpendiculairement sur la surface de séparation de deux milieux d'inégale densité, n'éprouve aucune réfraction en les traversant ; dans toute autre situation, le rayon est brisé, et plus son obliquité est grande, plus la déviation qu'il éprouve est considérable. Par conséquent, un astre qui passe au zénith de l'observateur doit lui paraître dans son vrai lieu, parce que les rayons qui en émanent traversent perpendiculairement toutes les couches de l'atmosphère; mais sa position apparente est d'autant plus altérée par l'effet de la réfraction, que sa distance zénithale devient plus grande ou que sa hauteur au-dessus de l'horizon diminue. Ainsi, pour un même astre, la réfraction est la plus grande possible lorsqu'il paraît à l'horizon; elle est alors de 33' : elle diminue à mesure que l'astre s'élève au-dessus de ce plan, et elle devient tout à fait nulle pour les astres qui passent au zénith de l'observateur.

Dans le voisinage du zénith, c'est-à-dire depuis zéro jusqu'à 10° de distance zénithale, les réfractions varient à très-peu près proportionnellement à ces distances, et de 1″ environ par degré; mais la loi des réfractions devenant ensuite beaucoup plus compliquée, les astronomes et les géomètres se sont occupés de les déterminer pour toutes les distances zénithales depuis zéro jusqu'à 90°, ou depuis le zénith jusqu'à l'horizon, et ils en ont formé des tables qui servent à calculer immédiatement la réfraction d'un astre dont la hauteur est donnée. Ces tables sont construites, les unes sur les observations

seules, les autres sur les formules de la théorie mathématique de la réfraction de la lumière, et en n'employant les observations que pour déterminer quelques constantes que ces formules renferment.

Pour former une table de réfractions d'après les observations, supposons que nous remarquions une étoile qui passe à notre zénith ou qui s'en écarte peu; observons cette étoile dans une autre position quelconque; l'intervalle de temps écoulé entre les deux observations nous donnera l'angle que forment les méridiens qui comprennent l'étoile dans ses positions successives : la hauteur du pôle est connue, la déclinaison de l'étoile l'est également, puisqu'elle est le complément de la hauteur du pôle si l'étoile passe au zénith, ou que, si elle s'en écarte d'une légère quantité, on peut aisément la mesurer en tenant compte de la réfraction, qui est alors proportionnelle à la distance zénithale et de 1″ par degré. On peut donc déterminer par le calcul la hauteur de l'étoile pour l'instant donné, et, en la comparant à la hauteur observée, la différence sera l'effet de la réfraction.

On peut ainsi déterminer les réfractions d'un astre pour toutes les hauteurs comprises entre 0° et 90°, et c'est sans doute l'idée qui a dû se présenter d'abord aux astronomes qui se sont occupés d'en former des tables; mais comme cette manière de les établir exige des opérations et des instruments d'une grande précision, les premières tables qui furent construites dans un temps où les erreurs des observations surpassaient quelquefois en grandeur les réfractions que l'on voulait déterminer, ne pouvaient être que très-défectueuses. L'art

d'observer s'est depuis perfectionné, et les tables de réfractions ont acquis plus d'exactitude; parmi celles qui n'empruntent que le secours des observations, celles de Lacaille et de Piazzi sont considérées comme les meilleures.

La difficulté d'obtenir des observations aussi exactes que ce genre de recherches l'exige, surtout lorsque l'astre est près de l'horizon, parce que les vapeurs qui s'élèvent à la surface de la terre rendent alors les résultats tout à fait incertains, a fait chercher à former des tables de réfractions par le secours de la seule théorie. Cassini est le premier qui ait proposé une formule applicable à toutes les hauteurs, et la table qu'il en déduisit était déjà d'une exactitude remarquable. Mais Cassini supposait que les rayons lumineux, après avoir pénétré dans l'atmosphère, venaient ensuite directement à l'observateur sans éprouver d'autre réfraction; tandis qu'il est évident qu'en traversant la matière éthérée, ils passent continuellement d'un milieu plus rare dans un milieu plus dense, et doivent former une courbe suivant la tangente à laquelle nous apercevons les astres. Pour déterminer cette courbe, il faudrait connaître exactement la loi de la constitution de l'atmosphère à différentes hauteurs au-dessus de la surface terrestre, et nous manquons encore des données nécessaires pour l'établir. Les géomètres et les astronomes Newton, Halley, Bernouilli, Simpson, Boscovich, du Séjour, etc., qui, après Cassini, voulurent construire des formules directes pour calculer les réfractions, furent obligés d'imaginer des lois empiriques pour exprimer la constitution de la matière réfringente, et ils déterminèrent les arbitraires de leur

supposition en comparant quelques réfractions calculées, à leurs valeurs données par l'observation directe. C'est aussi de cette manière que fut établie la formule de réfractions donnée par Laplace; elle l'emporte sur toutes celles qui l'avaient précédée comme plus exacte, plus complète, et surtout par le soin avec lequel son auteur a égard à toutes les causes qui peuvent influer sur le phénomène. La table qui en est déduite s'accorde d'une manière admirable avec le résultat des observations, du moins lorsque l'astre est élevé de 9 à 10°, à cause de l'incertitude des observations faites dans le voisinage de l'horizon. Cette table est celle dont on fait en France le plus généralement usage dans les calculs astronomiques. M. Ivory, géomètre anglais très-distingué, a depuis trouvé pour le calcul des réfractions une formule beaucoup plus simple que celle de Laplace, et qui se prête plus facilement à la détermination des constantes par l'observation. Les tables qu'il en a déduites ont toute la précision désirable, et peuvent être regardées comme supérieures encore à celles du géomètre français (1).

(1) On voit qu'il manque encore à la théorie mathématique des réfractions, la connaissance exacte de la constitution de l'atmosphère pour en bannir tout empirisme. En effet, toutes les expressions analytiques imaginées par les géomètres reposent sur des considérations plus ou moins arbitraires; et si leur accord avec les phénomènes suffit pour en démontrer la légitimité, rien n'assure que toute autre hypothèse ne satisferait pas également bien aux observations. Il était donc à désirer sous le point de vue théorique, il est vrai, plus que sous celui de la pratique, puisque les tables actuelles suffisent à la précision des observations, que de nouvelles recherches fussent faites sur la véritable constitution des couches de l'atmosphère terrestre. Plusieurs savants, et M. Biot en première ligne, s'en occupent depuis quelque temps, et l'on doit espérer que leurs

Nous n'avons parlé jusqu'ici que des réfractions moyennes, c'est-à-dire de celles qui ont lieu dans une atmosphère réduite à une pression barométrique et à une température déterminées; mais comme les réfractions dépendent de la densité de l'atmosphère, et que cette densité varie par la température et par les vapeurs qui y sont répandues, il faudra corriger les réfractions moyennes données par les tables, de l'effet qui dépend de la hauteur du baromètre et du nombre de degrés que marque le thermomètre au jour de l'observation; on a joint aux tables de réfraction des petites tables de correction pour cet usage. On remarque, en général, que les réfractions diminuent quand la chaleur augmente; elles sont plus fortes en hiver qu'en été et la nuit que le jour.

149. Lorsqu'on a observé une étoile qui n'est pas au zénith, pour avoir sa hauteur véritable, c'est-à-dire telle qu'on l'observerait s'il n'y avait point d'atmosphère autour de la terre, il faut corriger sa hauteur apparente de l'effet de la *réfraction*. Nous avons vu que cet effet est généralement d'élever les astres au-dessus de l'horizon plus qu'ils ne le sont réellement; il faut donc retrancher de la hauteur observée la quantité qui répond à cette hauteur dans les tables de réfraction; il faudrait l'ajouter, au contraire, à la distance zénithale donnée par l'observation.

Lorsqu'on veut calculer au moyen des tables la position *apparente* d'une étoile pour la comparer aux observations, il faut encore faire subir aux coordonnées

travaux auront les plus heureux résultats. (Voir sur ce sujet les comptes-rendus de l'Académie, premier trimestre 1838, n°s 13 et 16.)

qui déterminent sa position *vraie* deux corrections provenant l'une de la *nutation*, l'autre de l'*aberration*.

La *nutation*, dont nous avons parlé n° 25, produit dans l'axe de la terre une espèce de balancement périodique qui fait osciller l'équateur autour de sa position moyenne pendant une période des nœuds de la lune, c'est-à-dire dans l'intervalle où les nœuds de l'orbite lunaire font le tour du ciel, n° 48. Il faut donc, après avoir calculé l'*ascension droite* et la *déclinaison moyenne* d'une étoile, c'est-à-dire les valeurs de ces deux quantités relatives à l'équinoxe moyen et à l'obliquité moyenne de l'écliptique, corriger ces valeurs des effets de la nutation qui détermine la position véritable de l'équateur, c'est-à-dire l'obliquité apparente de l'écliptique et le lieu vrai de l'équinoxe. (Voir chap. XI.)

Quant à l'aberration, ce phénomène résulte, n° 71, du mouvement progressif de la lumière combiné avec le mouvement de la terre, et il a pour effet d'écarter, dans la période d'une année, les étoiles de leurs positions véritables d'une quantité qui varie selon leur place dans le ciel, mais qui ne peut jamais dépasser 20",25, nombre qu'on appelle la *constante de l'aberration*. Il faudra donc avoir égard aux variations qui en résulteront dans les *ascensions droites* et les *déclinaisons* des étoiles, calculées par les tables, pour en déduire leurs lieux *apparents*, tels qu'ils sont donnés par l'observation. Au reste, les astronomes possèdent des tables toutes préparées des corrections résultantes de la *nutation* et de l'*aberration* qui abrégent beaucoup ces déterminations.

Les diverses corrections précédentes sont propres à tous les astres; mais s'il s'agit du soleil, de la lune ou



des planètes, il faut faire subir aux lieux apparents deux nouvelles corrections quand on veut les comparer à leurs lieux vrais calculés par les tables.

1° Aux observations de tous les astres qui ont un disque apparent, on ajoute le demi-diamètre de l'astre, si l'on a observé le bord inférieur, ou on l'en retranche si c'est le bord supérieur, pour avoir la hauteur apparente du centre.

2° A la *hauteur apparente* on ajoute la *parallaxe de hauteur*, l'effet de cette parallaxe étant de diminuer la hauteur de l'astre, telle qu'elle paraîtrait à un observateur placé au centre de la terre. D'après ce qu'on a dit de la réfraction, on voit que la correction qu'elle exige est toujours de signe contraire à celle de la parallaxe, conformément à ce qui avait été annoncé n° 27.

L'effet de la parallaxe change les *ascensions droites*, *les déclinaisons*, les *longitudes* et les *latitudes* des astres telles qu'elles seraient vues du centre de la terre; les astronomes ont des formules très-commodes pour déterminer les corrections qui en résultent sur chacune de ces quantités (1). Quant aux étoiles, comme elles n'ont ni diamètres apparents, ni parallaxes sensibles, il n'y a lieu à leur appliquer aucune correction dépendante de ces deux causes.

150. Un phénomène remarquable qui se passe journellement sous nos yeux, et qui n'est encore qu'un effet de la réfraction, est cette dépression que le soleil et la lune

(1) Cependant, lorsqu'une observation a été faite au méridien, la parallaxe et la réfraction n'altèrent pas l'*ascension droite*, puisque leur effet se produit tout entier dans le plan vertical, n° 27; les corrections qui en dépendent ne doivent donc s'appliquer qu'à la distance au zénith ou à la *déclinaison*.

subissent dans le sens de leur hauteur, et qui nous les fait paraître sensiblement ovales quand ils sont près de l'horizon. En effet, tous les points du disque du soleil et de la lune sont élevés par suite de la réfraction, mais ils ne le sont pas également; le bord inférieur l'est davantage que le bord supérieur, parce qu'étant plus près de l'horizon, la réfraction est plus forte. Le diamètre du disque doit donc nous paraître plus court dans le sens vertical que dans le sens horizontal, et cet aplatissement est d'autant plus considérable que l'astre est plus voisin de l'horizon, parce que les réfractions varient alors d'une manière très-rapide; lorsque l'astre, au contraire, a déjà une certaine élévation, les réfractions ne varient plus d'un bord à l'autre que par degrés insensibles, et il n'en résulte, par conséquent, aucun effet appréciable sur la sphéricité apparente des disques du soleil et de la lune.

Les grandes réfractions que les astres éprouvent près de l'horizon, jointes à la densité des couches atmosphériques, affaiblissent considérablement leur lumière : c'est pour cela que le soleil, dont nous pouvons avec peine soutenir l'éclat à midi, peut être observé sans fatigue quand il est à l'horizon. Son disque, comme celui de la lune, nous paraît alors d'une couleur rouge fortement prononcée, ce qui indique que l'atmosphère terrestre réfracte moins les rayons rouges que ceux de toutes les autres couleurs, et c'est par la même raison que le disque lunaire nous paraît empreint de cette même teinte rougeâtre dans les éclipses de lune.

151. Plusieurs phénomènes particuliers, dont nous avons déjà eu l'occasion de faire mention, peuvent encore s'expliquer par la théorie de la réfraction de la lumière.

C'est par elle que nous avons appris que la lune n'avait point d'atmosphère, parce que la déviation que subiraient les rayons lumineux en la traversant nous ferait paraître la durée de l'occultation d'une étoile plus courte que le temps qu'elle doit employer à traverser le disque lunaire d'après son mouvement horaire. L'accord exact, au contraire, de ces deux intervalles, déduits de l'observation et du calcul, nous prouve que l'atmosphère lunaire, s'il en existe une autour de cet astre, est d'une telle rareté qu'elle équivaut au vide complet.

On explique encore d'une manière très-simple, si ce n'est incontestable, par la réfraction, le phénomène de la *scintillation* ou l'espèce de tremblement que nous observons dans la lumière des étoiles. En effet, l'atmosphère est en proie à une agitation continuelle qui résulte des changements de densité qu'elle éprouve par les variations de la température, par la formation des vapeurs et des gaz qui y sont répandus, par les proportions variables de l'électricité qu'elle renferme, etc.; les rayons de lumière qui la traversent éprouvent donc de continuelles réfractions qui changent leur direction et produisent un mouvement de *scintillation* d'autant plus sensible pour les étoiles, que leurs disques apparents sont plus petits et leur lumière plus faible.

C'est aussi à la réfraction de la lumière qu'il faut attribuer le phénomène optique connu des marins sous le nom de *mirage*, et qui s'observe sur une plaine horizontale dont aucun objet terrestre n'interrompt l'uniformité, comme sont celles qu'on trouve en Égypte ou sur d'autres points de l'Afrique.

CHAPITRE XII.

DU TEMPS, DE SA MESURE ET DU CALENDRIER.

Jour moyen solaire. — Équation du temps. — Gnomons et cadrans solaires. — Année tropique. — Année vague des Égyptiens. — Période sothiaque. — Calendrier Julien. — Réforme Grégorienne. — Division de l'année en mois et en semaines. — Fixation de la fête de Pâques. — Usage du nombre d'Or et de l'Épacte. — Cycle lunaire. — Cycle solaire. — Cycle d'indiction. — Lettres dominicales. — Calendrier perpétuel. — Utilité de l'astronomie pour la chronologie.

152. L'une des applications les plus utiles que l'homme ait tirées de ses connaissances astronomiques fut de faire servir les mouvements célestes à la mesure du temps. Le soleil et la lune sont principalement les astres qu'on a choisis pour cet usage; leurs mouvements, il est vrai, ne sont pas uniformes, comme cela devrait être pour qu'ils pussent diviser le temps en intervalles égaux; mais en substituant aux mouvements vrais des mouvements moyens, et des astres fictifs aux astres véritables, on fait disparaître, dans les résultats destinés aux besoins de la société, les inconvénients de ces irrégularités, en leur conservant tout leur caractère de grandeur et de généralité. Nous allons décrire les différents modes de division que l'on a adoptés pour mesurer le temps, et

les méthodes que l'on a suivies pour classer ces périodes, de manière à ce que l'esprit pût embrasser sans effort la suite des événements passés ou la production des événements futurs, quel que fût l'intervalle qui nous en sépare. Nous serons amenés ainsi à parler successivement de la gnomonique, du calendrier et de l'usage de l'astronomie dans l'art de vérifier les dates.

Le soleil, qui en s'élevant au-dessus ou en s'abaissant au-dessous de l'horizon forme les jours et les nuits, et dont les déplacements dans l'écliptique produisent la succession des saisons, a dû fournir aux hommes, dès l'origine du monde, l'idée de régler sur ses mouvements l'ordre de leurs travaux et les instants qu'ils consacrent au repos ; c'est là sans doute ce qui les a conduits à choisir ses révolutions entre celles de tous les corps célestes, pour les faire servir à la mesure du temps.

Les retours du soleil au méridien forment le *jour*, ses retours au même équinoxe ou au même solstice forment l'*année tropique* ou *civile*, et enfin la réunion de cent années tropiques forme le *siècle* le plus long des intervalles que l'on ait encore employés dans la mesure du temps, et qui suffit jusqu'à présent aux recherches ordinaires de la chronologie. La distribution des jours en périodes, qui rendent faciles à saisir leurs rapports dans la durée indéfinie des temps, est ce qu'on nomme le *calendrier*.

Des jours.

153. La durée du jour est l'intervalle qui s'écoule entre deux retours consécutifs du soleil au même méridien

inférieur ou supérieur. Elle se divise en 24 heures, l'heure en 60 minutes, la minute en 60 secondes, etc. On a proposé aussi d'adapter au jour la division décimale, en le partageant en 10 heures, l'heure en 100 minutes, la minute en 100 secondes, etc.; mais l'usage de l'ancienne division est tellement général, que celle-ci ne peut être regardée que comme un moyen utile pour faciliter les calculs astronomiques.

L'origine du jour est arbitraire. Certains peuples le faisaient commencer au lever du soleil, d'autres à son coucher; mais ces méthodes, malgré les avantages particuliers qu'elles pouvaient offrir, avaient un grave inconvénient, en ce que les instants du lever et du coucher du soleil variant dans les diverses saisons, le jour devait commencer continuellement à des heures différentes. Pour lui donner une origine permanente, il fallait donc placer cette origine au passage du soleil au méridien. En choisissant le passage au méridien supérieur, c'est-à-dire en comptant les heures à partir de midi, on trouvait l'avantage d'avoir, pour fixer le commencement du jour, un phénomène facile à observer; mais il y avait dans ce choix un inconvénient, c'est que les travaux compris dans l'intervalle du lever au coucher du soleil se trouvaient répartis entre deux jours différents. On est donc unanimement convenu de faire commencer le jour civil *à minuit*, et de sous-diviser les 24 heures dont il se compose, pour faciliter leur énonciation, en deux périodes de *douze* heures chacune, qu'on nomme heures du matin et heures du soir. La construction des montres et des horloges, dont les cadrans ne portent ainsi que 12 heures au lieu de 24, comme cela devrait

être si les heures se comptaient de suite d'un minuit à l'autre, en est devenue plus facile. Les astronomes, cependant, n'ont pas encore entièrement renoncé à l'usage adopté depuis Ptolémée de faire commencer le jour au passage du soleil au méridien supérieur, le seul où on puisse l'observer; ils comptent ainsi 24 heures de suite d'un midi au suivant, intervalle qui forme ce que l'on nomme le *jour astronomique*. Il serait à désirer, sans doute, aujourd'hui surtout que les résultats des sciences deviennent de plus en plus répandus, que ces différences disparussent, et que les astronomes, comme on l'a fait en France, se conformassent partout aux usages de la vie commune, en faisant commencer le jour à minuit.

154. Nous avons vu que deux causes concourent à rendre inégaux les intervalles de temps que le soleil emploie à revenir au même méridien, ou la durée des jours dans les diverses saisons. La première, c'est que le mouvement propre du soleil n'est pas uniforme; la seconde, c'est que ce mouvement ne s'effectue pas dans le plan de l'équateur. Cette irrégularité des jours solaires aurait de graves inconvénients pour les usages de la vie civile; on a donc dû chercher à la faire disparaître en substituant, dans la mesure du temps, au jour vrai marqué par les retours du soleil au méridien, un jour de convention dont la durée fût constante et tînt le milieu entre les plus courts et les plus longs jours de l'année. Pour cela on imagine qu'un soleil idéal décrive l'équateur d'un mouvement uniforme, dirigé de l'occident à l'orient, de manière à passer aux équinoxes en même temps que le soleil vrai; les intervalles marqués par ses retours au

méridien forment ce qu'on appelle le jour moyen solaire. Sa longueur, n° 40, est la $\frac{1}{365,242220}$ partie de la durée de l'année ; elle surpasse de 3′ 56″ $\frac{1}{2}$ celle du jour sidéral ; et comme cette différence est constante, il s'ensuit que la durée du jour moyen est invariable comme celle du jour sidéral.

On distingue donc en astronomie trois espèces de jours : le *jour sidéral*, le *jour moyen solaire*, et le *jour vrai*. Le jour sidéral est celui qu'emploient ordinairement les observateurs, à cause de sa durée uniforme. Le jour moyen, qui joint à cet avantage celui de s'écarter peu de la durée du jour solaire vrai, est généralement employé pour les usages de la société. Enfin, le jour vrai, malgré ses irrégularités, est de la plus grande utilité, parce que sa durée est facile à observer, soit à l'aide de la lunette méridienne, soit par le moyen du *gnomon*, et qu'elle sert à régler les instruments destinés à la mesure du temps.

Comparons ces trois espèces de jours. Pour cela imaginons trois pendules qui marquent, la première le *temps sidéral*, la seconde le *temps moyen*, la troisième le *temps vrai*, et comparons leur marche. Si la pendule qui donne le temps sidéral et celle qui indique le temps moyen marquent midi au même instant à une certaine époque, la première pendule avancera successivement de 3′ 56″,555 sur la seconde dans chacun des jours suivants, et ces avances accumulées produiront un jour sidéral entier au bout de l'année, époque à laquelle les heures marquées par les deux pendules coïncideront de nouveau.

Comparons maintenant la pendule qui marque le

temps moyen à celle qui donne le temps vrai. Si les deux pendules coïncident à une certaine époque, l'accord ne subsistera plus les jours suivants; la pendule qui marque le temps vrai sera tantôt en avance, tantôt en retard sur celle qui donne le temps moyen; mais au bout de l'année tout se trouvera compensé, et la coïncidence se rétablira comme au point de départ. Ces différences entre le temps vrai et le temps moyen sont ce qu'on nomme *l'équation du temps*. Nous en avons déjà parlé lorsque nous nous sommes occupés de la théorie du soleil, en nous réservant de revenir sur cet objet; c'est ce que nous allons faire.

155. L'équation du temps varie pour chaque jour de l'année, et sa détermination exacte est une question intéressante non-seulement pour les usages astronomiques, mais encore pour les besoins de la vie civile, parce qu'elle nous donne chaque jour la différence du temps moyen au temps vrai, le seul que nous puissions déterminer directement par l'observation.

Par le centre du soleil vrai et par le lieu du soleil moyen qui se meut sur l'équateur, faisons passer chaque jour deux méridiens; l'arc de l'équateur que ces plans comprennent entre eux, converti en temps, sera la différence du midi vrai au midi moyen, ou ce que nous avons nommé *l'équation du temps*. Pour l'obtenir, il suffit donc de comparer le mouvement vrai du soleil par rapport à l'équateur, à son mouvement moyen. Or, supposons que ABC (*fig.* 81) représente l'écliptique, *abcd* l'équateur, et Pγ leur commune intersection ou la ligne des équinoxes, et que le soleil vrai ainsi que le soleil moyen se soient trouvés ensemble à midi juste à l'équinoxe du prin-

temps, ce qui a lieu chaque année pour l'un des méridiens de la terre; comparons ensuite leur marche pendant l'intervalle qui s'écoulera jusqu'à leur retour au même plan. Si nous faisons d'abord abstraction de l'excentricité de l'orbe solaire, le mouvement du soleil vrai dans l'écliptique sera parfaitement le même que celui du soleil moyen dans l'équateur. Si, par exemple, après un temps donné, le soleil vrai se trouve en A' sur l'écliptique et le soleil moyen en A sur l'équateur, on aura $\gamma A = \gamma A'$, et l'arc γA de même que $\gamma A'$ sera égal au mouvement moyen diurne 59′ 8″,33, multiplié par le nombre de jours écoulés depuis l'équinoxe. Mais le soleil, par les lois de son mouvement elliptique, est tantôt en avance et tantôt en retard sur son mouvement moyen; si S désigne le lieu du soleil vrai sur l'écliptique lorsque l'astre du mouvement moyen est en A, qu'on nomme E l'équation du centre, on aura : $\gamma S = \gamma A + E$. Supposons maintenant que le méridien qui passe par le centre du soleil vrai rencontre en S' l'équateur, et nommons Q la différence de l'arc γS à sa projection $\gamma S'$, qu'il sera facile de calculer par les formules qui servent à réduire les arcs de l'écliptique à des arcs de l'équateur, on aura :

$$\gamma S' = \gamma S + Q = \gamma A + E + Q,$$

et par suite :

$$\gamma S' - \gamma A = E + Q.$$

L'arc $\gamma S' - \gamma A$ est l'arc de l'équateur qui sépare le lieu du soleil vrai de celui du soleil moyen; cet arc réduit en temps à raison de la circonférence entière pour

un jour donnera la différence du midi vrai au midi moyen, ou l'équation du temps.

Les quantités E et Q sont données par les tables du soleil, il sera donc facile de calculer l'équation du temps pour une époque quelconque. Si elle est positive, le soleil vrai précède le soleil moyen au méridien ; il y passe plus tard que lui, au contraire, si l'équation est négative. Autrefois les horloges du temps civil indiquaient le temps vrai, mais la complication des rouages qu'il fallait alors introduire dans leur mécanisme, nuisait à leur précision, et l'on y a tout à fait renoncé. Toutes les pendules dont on fait usage maintenant soit en astronomie, soit dans la vie civile, ont une marche uniforme, et sont réglées sur le temps sidéral ou sur le temps moyen. C'est ainsi que les horloges publiques à Paris et à Londres marquent les heures du jour moyen, dont le midi se détermine en ajoutant chaque jour à l'instant du passage du soleil au méridien l'équation du temps qui lui correspond.

La plus grande valeur positive de l'équation du temps a été en 1838 de 14′ 33″,40, et sa plus grande valeur négative de 16′ 17″. Ce sont par conséquent les limites des retards et des avances du soleil vrai sur la pendule du temps moyen. Le plus grand retard a eu lieu le 11 février, et la plus grande avance, qui dépasse un quart d'heure, le 3 novembre. L'équation du temps se réduit à zéro à quatre époques de l'année ; le 15 avril, le 15 juin, le 1er septembre et le 24 décembre. Le midi vrai coïncide alors avec le midi moyen. Du 15 avril au 15 juin le soleil vrai avance sur la pendule du temps moyen ; dans le second intervalle il retarde sur elle, dans le

troisième il reprend l'avance, et ainsi de suite. Mais ces différentes époques varieront dans les siècles futurs avec les déplacements du grand axe de l'orbe solaire.

En effet, les variations des éléments de l'orbe solaire changent à chaque révolution les valeurs de l'équation du centre ; les inégalités dont le mouvement elliptique est affecté ne sont point d'ailleurs les mêmes ; il en résulte qu'on est obligé de recommencer chaque année les calculs de l'équation du temps. Cependant, comme le périgée et l'obliquité de l'écliptique varient d'une manière très-lente, et que d'ailleurs les perturbations du mouvement solaire sont très-petites, les mêmes valeurs peuvent servir pendant deux ou trois ans sans erreur sensible.

Au reste, tous ces calculs sont faits d'avance par les astronomes, et l'on trouve dans les éphémérides l'indication du temps moyen à midi vrai pour tous les jours de l'année, c'est-à-dire l'heure qu'une pendule réglée sur le temps moyen doit marquer à l'instant où le soleil traverse le méridien. Comme cet instant est toujours facile à déterminer, soit par l'observation des passages à la lunette méridienne, soit simplement par l'observation de l'ombre que projette un style vertical sur une méridienne qui passe par son pied, il en résulte un moyen de vérifier la marche d'une pendule réglée sur le temps moyen, aussi exact que celui que pourrait fournir l'observation directe.

Des gnomons et cadran solaire.

156. Nous n'avons parlé dans le chap. II que des moyens

mécaniques que l'homme a imaginés pour mesurer la marche du temps, le *clepsydre* chez les anciens, les *horloges* et les *chronomètres* chez les modernes. Nous sommes naturellement amené à dire ici quelques mots sur les instruments qu'il a construits pour faire servir le soleil lui-même à cette détermination. Ces appareils sont les *gnomons* et les *cadrans solaires*.

Les anciens astronomes ont nommé *gnomons* de petites pyramides ou obélisques dont les ombres, projetées sur une ligne méridienne, leur servaient à déterminer l'instant du passage du soleil au méridien. Ces gnomons leur servaient encore à mesurer la déclinaison du soleil, et cet instrument était même le seul universellement employé pour cet usage jusqu'aux temps modernes. En effet, la hauteur du gnomon et la longueur de l'ombre qu'il projette derrière lui étant connues, il est facile d'en conclure la hauteur méridienne du soleil. Soit, par exemple (*fig.* 82), AB le gnomon, et AC la longueur de l'ombre méridienne, dans le triangle ABC, rectangle en A, on aura :

$$AC : AB :: 1 : \text{tang. } C = \frac{AB}{AC}.$$

On connaîtra donc ainsi l'angle C, qui représente la hauteur SCA du soleil au-dessus de l'horizon, puisque cet astre se trouve sur le prolongement de l'hypoténuse BC, et il sera facile d'en conclure la déclinaison lorsque la hauteur du pôle ou la latitude du lieu de l'observation sera connue. La déclinaison du soleil change dans les différentes saisons, l'ombre projetée par le gnomon n'est donc pas toujours de la même longueur; elle est la



plus courte possible lorsque le soleil est au solstice d'été, et qu'il a atteint sa plus grande hauteur méridienne ; elle est la plus longue au solstice d'hiver lorsque la hauteur méridienne est la plus petite. Soit (*fig.* 83) CH la plus grande hauteur du soleil, et *g*H la plus petite, la demi-somme de ces deux valeurs ou l'angle GHC sera le complément de la hauteur du pôle, et leur demi-différence ou l'angle ABC sera l'obliquité de l'écliptique ; enfin, le nombre de jours écoulés entre les retours consécutifs du soleil à sa plus grande ou à sa plus petite hauteur, donnera la durée entière de sa révolution. On peut donc, par les observations du gnomon, déterminer à la fois la latitude, l'obliquité de l'écliptique, et la longueur de l'année (1). C'est ce moyen que les anciens astronomes paraissent avoir généralement employé pour fixer ces éléments ; mais comme les hauteurs méridiennes

(1) Les observations du gnomon ont d'abord montré que le soleil met 365 jours à revenir au même solstice; mais en comparant des observations faites à quelques années de distance, on a reconnu que ce résultat n'était qu'approché, et que le solstice arrivait toujours plus tard qu'il ne le devrait si la durée de l'année était exactement de 365 jours; l'erreur s'élève à 15 jours en 60 ans, ce qui fait un jour en 4 ans, ou un quart de jour par année. On a reconnu ainsi que la longueur de l'année était plus longue d'un quart de jour qu'on ne l'avait d'abord snpposé, et on l'a faite de 365j,25. Hipparque, en comparant ensuite une observation de solstice faite par lui-même à une observation d'Aristarque de Samos, faite cent qnarante-cinq ans auparavant, trouva que le dernier solstice était arrivé un demi-jour plus tôt que cela n'aurait eu lieu si la longueur de l'année eût été exactement de 365j,25. Cette hypothèse donnait donc un demi-jour d'erreur en cent quarante-cinq ans, où 0j,00345 par an, d'où l'on conclut 365j,24655 pour la longueur de l'année; valeur qui se rapproche beaucoup de la véritable, égale à 365j,24222013, comme on l'a vu nº 40.

du soleil varient très-peu vers les solstices, et que d'ailleurs il est assez difficile de reconnaître exactement le point où aboutit l'ombre du gnomon, qui est en général mal terminée, les observations de ce genre laissent toujours beaucoup d'incertitude, et l'on doit attendre une bien plus grande précision des méthodes suivies par les astronomes modernes.

Quelquefois le gnomon est formé par une simple ouverture circulaire faite dans un mur élevé; l'image du soleil pénètre par ce trou et vient tomber sur une méridienne destinée à la recevoir. Les variations de la distance du centre de l'image au mur donnent la longueur de l'ombre dans les différentes saisons, et l'on en peut conclure la hauteur de l'astre. On voit un très-beau gnomon de cette espèce dans l'église de Saint-Sulpice, à Paris; il a été construit par Lemonnier.

157. Les cadrans solaires sont destinés au même usage que les gnomons; mais ils ont plus d'étendue, puisqu'ils donnent les heures pendant tout le temps que le soleil demeure sur l'horizon. Il existe plusieurs espèces de cadrans solaires, suivant la position des plans ou la nature des surfaces sur lesquels ils sont tracés. Nous ne nous occuperons ici que des principaux.

Commençons par le cadran *équinoxial*, qui est le plus simple à concevoir, et avec l'aide duquel on peut très-aisément construire ensuite tous les autres cadrans. Concevons un cercle (*fig.* 84) dont la circonférence soit divisée en vingt-quatre parties égales ou en arcs de 15° chacun, et qu'au centre du cercle soit fixée une verge de métal AB ou style, perpendiculaire à son plan. Plaçons ce cercle dans le plan de l'équateur, de manière que le

diamètre qui passe par la division qui porte le n° XII se trouve dans le plan du méridien; l'ombre du style, en tombant sur les points de division du cercle, marquera les heures avant et après midi, et cet appareil formera un cadran équinoxial. En effet, le mouvement diurne du soleil étant uniforme, les cercles horaires dans lesquels il se trouve aux différentes heures du jour divisent l'équateur en arcs de 15° chacun; mais le plan du cadran étant parallèle à l'équateur, et le style pouvant être considéré comme l'axe même autour duquel s'opère le mouvement du soleil, à raison de la petitesse des dimensions de la terre relativement à la distance de cet astre, il en résulte que les intersections des plans horaires avec le plan du cadran diviseront également le cercle qu'on y a tracé en arcs de 15° chacun, et seront représentées sur ce cercle par les diamètres AI, AII, etc. Cela posé, le cadran étant placé comme il a été dit plus haut, le soleil à midi se trouvera dans le plan du méridien; l'ombre que le style projette derrière lui couvrira donc la ligne AXII; une heure après elle couvrira la ligne AI; quatre heures après, la ligne AIV, et ainsi de suite, de manière que la marche de l'ombre sur le cadran, correspondant à celle du soleil, qui continue à se mouvoir dans un plan parallèle, indiquera successivement toutes les heures du jour; mais comme le soleil est pendant six mois d'un côté de l'équateur et pendant six mois du côté opposé, pour que le même cadran équinoxial puisse servir pendant toute l'année, il faudra tracer des divisions sur les deux faces du plan qui le contient, et prolonger de part et d'autre de ce plan le style, qui doit toujours lui être perpendiculaire. Le soleil indiquera l'heure alternati-

vement pendant six mois sur l'une ou sur l'autre face du cadran. Il est à remarquer que le jour de l'équinoxe, le cadran équinoxial n'indique point les heures, parce que le soleil se trouvant alors dans le plan de l'équateur, il ne frappe que le bord du cadran, et le style ne projette aucune ombre sur sa surface. On voit encore qu'un cadran équinoxial peut servir dans tous les lieux de la terre, pourvu qu'on ait soin de diriger son plan parallèlement au plan de l'équateur, et que la droite, qui va du pied du style à la douzième heure, soit située dans le plan méridien.

Le cadran horizontal diffère du cadran équinoxial en ce qu'il est tracé sur un plan parallèle à l'horizon au lieu de l'être sur un plan parallèle à l'équateur. Le soleil pouvant éclairer le même plan horizontal, quelle que soit sa situation dans l'écliptique, pourvu qu'il soit au-dessus de l'horizon, le cadran horizontal a sur le cadran équinoxial l'avantage de donner les heures du jour pendant toute l'année. Le style dans ce cadran, comme dans le précédent, doit être parallèle à l'axe du monde; quant aux lignes horizontales, elles sont faciles à tracer avec le secours d'un cadran équinoxial, que nous savons maintenant construire. En effet, supposons que ce dernier cadran étant convenablement dirigé dans le plan ABCD (*fig.* 85), on veuille construire un nouveau cadran dans le plan horizontal MOPQ; soit PQ la droite suivant laquelle le plan ABM coupe le plan OMPQ, droite qui est nécessairement perpendiculaire à la méridienne AM, et soient a', b', c', etc., les points où aboutissent les lignes horaires Aa, Ab, Ac, etc., prolongées jusqu'à leur rencontre avec PQ. Par le point O, où le style OA du cadran équi-

noxial rencontre le plan mOP, menons les droites Oa', Ob', etc. ; ces droites seront les lignes horaires sur le cadran horizontal. En effet, l'ombre projetée par le style tombera successivement aux différentes heures du jour sur chacune de ces droites, puisqu'elles représentent par la construction les intersections des plans horaires qui renferment le soleil avec le plan horizontal. L'angle AOM, que forme le style AO avec la méridienne OM, est égal à la hauteur du pôle ou à la latitude de l'observateur ; le cadran horizontal varie donc pour tous les lieux de la terre qui ont des latitudes différentes.

Par des procédés analogues, on pourrait tracer un cadran solaire sur un plan quelconque, et en général sur toute espèce de surface. En effet, supposons que l'on fixe au centre du cadran un style parallèle à l'axe du monde, et que, du point où l'extrémité de ce style prolongé rencontre le plan horizontal, on trace un cadran dans ce plan, qu'on prolonge les lignes horaires jusqu'à la rencontre de la surface sur laquelle le nouveau cadran doit être tracé, les points d'intersection appartiendront aux lignes horaires du nouveau cadran. On pourrait également employer pour cette construction le secours d'un cadran équinoxial.

Quelquefois on se contente, pour construire un cadran sur un plan ou une surface quelconque, de tracer une méridienne et de diriger le style parallèlement à l'axe des pôles ; ensuite on marque aux différentes heures du jour, indiquées par une montre bien réglée, la direction de l'ombre du style sur le cadran. Les lignes horaires ainsi déterminées pourront servir toute l'année.

Quant à la méridienne, on peut pour la tracer se servir

d'une boussole, mais il faut connaître pour cela avec beaucoup de précision la déclinaison de l'aiguille aimantée ; les hauteurs correspondantes du soleil offrent un moyen plus simple et suffisamment exact pour l'orientation d'un cadran solaire. En effet, la hauteur du soleil étant la même lorsqu'il est à égale distance du méridien avant et après midi, les ombres d'un style vertical sur le plan horizontal sont égales à ces deux instants; en supposant donc qu'on ait mesuré avec soin la longueur de l'ombre quelque temps avant midi, qu'on attende ensuite jusqu'à ce que cette longueur soit redevenue précisément la même, qu'on divise en deux parties égales l'angle formé par les droites qui représentent les directions des ombres du style à ces deux époques, la ligne de division sera la trace du méridien sur le plan horizontal. On peut, pour plus d'exactitude, répéter l'opération sur plusieurs longueurs de l'ombre avant et après midi.

Les cadrans solaires servent quelquefois à donner l'heure pendant la nuit par l'ombre de la lune ou des étoiles. Il suffit pour cela de savoir l'heure à laquelle la lune ou l'étoile qu'on a choisie passe au méridien, ce qu'on trouve indiqué dans les éphémérides. Ainsi, en supposant que la lune passe au méridien deux heures avant le soleil ou à dix heures du soir, on saura qu'il est dix heures quand l'ombre du style éclairé par la lune tombera sur midi, il sera onze heures quand l'ombre indiquera une heure, et ainsi de suite.

Outre les lignes horaires indiquant le temps vrai, on trace quelquefois sur les cadrans solaires les lignes horaires du temps moyen. Nous avons vu que la longueur

de l'ombre projetée par le style varie avec la position du soleil par rapport à l'équateur ; si l'on suppose donc que pendant le cours d'une année on marque exactement chaque jour le point où aboutit l'ombre de l'extrémité du style lorsque la pendule du temps moyen marque midi, la suite de ces points formera une courbe qui sera la méridienne du temps moyen. Cette courbe a la figure d'un 8 resserré et qui embrasse le méridien.

Nous avons vu que le midi vrai et le midi moyen coïncident à quatre époques de l'année ; ces coïncidences sont indiquées sur le cadran par les points où la méridienne du temps vrai coupe la méridienne 8 du temps moyen. A ces quatre époques, l'ombre du soleil vrai se confond à midi avec celle du soleil moyen, et tombe ou au milieu du 8 ou à ses deux extrémités ; à toute autre époque, l'ombre du midi moyen diffère de l'ombre du midi vrai, et tombe tantôt à l'orient, tantôt à l'occident du méridien, selon que la pendule du temps moyen est en retard ou en avance sur le soleil vrai, ou, ce qui revient au même, selon que l'équation du temps est additive ou soustractive. On peut encore marquer sur la méridienne les signes du zodiaque où se trouve le soleil, d'après la grandeur de l'ombre que projette le style ; mais on conçoit que ces indications ne peuvent se faire que sur des cadrans de grande dimension, et d'ailleurs elles sont en général plus nuisibles qu'utiles par la confusion qu'elles y répandent, l'objet essentiel d'un cadran solaire étant d'indiquer exactement les heures du temps vrai pour le lieu où il est situé.

De l'année civile.

158. Nous avons vu, chap. IV, que les astronomes distinguent plusieurs espèces d'années, selon les points du ciel auxquels ils rapportent la révolution du soleil. L'année *tropique*, ou le temps que le soleil emploie à revenir au même équinoxe ou au même solstice, ramène dans le même ordre les saisons et tous les phénomènes que produisent sur la terre les variations de la température; il était donc naturel de la choisir pour une des mesures du temps destinées aux usages de la société. Si la ligne des équinoxes était fixe dans le ciel, sa durée serait la même que celle de l'année sidérale; mais le mouvement de précession des points équinoxiaux, dirigé en sens inverse du mouvement propre du soleil, abrége la durée de l'année tropique, qui est, dans ce siècle, de 365^j, 24222013, plus courte de 0,0141543 que l'année sidérale.

Du calendrier.

159. Si la durée de l'année tropique se composait d'un nombre exact de jours solaires, et qu'on en eût fixé l'origine à une époque astronomique remarquable, à celle de l'équinoxe du printemps, par exemple, ce phénomène coïnciderait constamment avec le commencement de l'année, qu'il serait facile, par conséquent, de retrouver dans tous les temps, et les autres phénomènes célestes qui produisent la succession des saisons arriveraient invariablement aux mêmes époques. La construction du

calendrier n'offrirait alors aucune difficulté ; mais comme cela n'a pas lieu, et que l'année, outre un nombre entier de jours, contient encore une fraction de jour, pour éviter l'emploi de cette fraction, qui aurait des inconvénients dans les usages ordinaires, puisqu'elle obligerait à changer tous les ans l'heure où commence l'année, on a dû chercher, par les moyens les plus simples, à ramener ce second cas au premier, de manière cependant à ce que l'année civile s'écartât le moins possible de la véritable année astronomique. Mais pour cela il fallait d'abord avoir une idée exacte de la longueur de l'année, que l'imperfection de l'astronomie ancienne n'avait point permis de mesurer avec une précision rigoureuse ; sa valeur a été mieux connue à mesure que la science a fait de nouveaux progrès, et le calendrier, d'abord barbare, a dû subir successivement plusieurs réformes avant d'arriver enfin à l'état de permanence qu'il a aujourd'hui.

Les Égyptiens se contentèrent d'abord de faire leur année de 365 jours, en négligeant tout à fait les fractions. Cette idée était trop simple, en effet, pour ne pas se présenter d'abord à l'esprit, mais elle avait un grand inconvénient ; la partie négligée, qui est d'un quart de jour à peu près, rendait l'année civile plus courte que l'année tropique, en sorte que le commencement de l'année civile devait continuellement anticiper sur celui de l'année astronomique, et parcourir ainsi successivement toutes les saisons de l'année. Ainsi, par exemple, si à une certaine époque on avait fixé l'origine de l'année à l'équinoxe du printemps, comme la partie négligée donne un jour environ en quatre ans, après cet intervalle le

commencement de l'année devait précéder déjà d'un jour l'instant de l'équinoxe, et la différence s'accumulant successivement, elle serait devenue d'une année entière de 365j au bout de quatre fois 365 ans ou de 1460 ans; le commencement de l'année aurait alors coïncidé de nouveau avec l'équinoxe du printemps, mais on aurait compté depuis la première coïncidence une année civile de plus que d'années astronomiques. Cette période remarquable a été connue des peuples de l'ancienne Égypte, qui figuraient le retour du soleil au même point du ciel, au jour initial de l'année, après 1460 ans d'intervalle, sous l'emblème du phénix renaissant de ses cendres. On a nommé cette année de 365j, employée jadis par les Égyptiens et les Perses, *année vague*, à cause de son origine incertaine; et l'on a appelé *période solthiaque* ou *cycle caniculaire* la période de 1460 ans, qui ramenait, pour ces peuples, le commencement des quatre saisons aux mêmes jours de l'année civile.

160. Les Grecs réglaient leur année sur le cours de la lune, ce qui les obligeait à des corrections fréquentes pour ramener l'année civile à s'accorder avec le soleil, lorsque les écarts étaient devenus trop sensibles. Le calendrier des Romains était plus simple, et uniquement fondé sur les mouvements du soleil; c'est encore à très-peu près celui que nous suivons aujourd'hui. Mais Romulus, fondateur de ce calendrier, avait des idées inexactes de la longueur de l'année, et Numa, pour faire disparaître les écarts qui en étaient résultés entre l'année civile et l'année astronomique, fut forcé de prescrire des intercalations assez compliquées, qui furent mal observées pendant les désordres des guerres civiles. La confusion

qui en était résultée dans le calendrier était telle, que Jules-César, parvenu au pouvoir, sentit l'impérieuse nécessité d'y établir une complète réforme. Il fit venir à Rome l'astronome Sosygène, qui prescrivit de faire l'année de 365 jours, comme les Égyptiens, mais pour éviter les erreurs résultantes de la fraction négligée, et faire coïncider à perpétuité le commencement de l'année civile avec le retour du soleil au même point du ciel, il fut décidé qu'on intercalerait un jour tous les quatre ans, c'est-à-dire, qu'après avoir compté trois années de suite de 365 jours, on ferait la quatrième de 366 jours; le nombre total de jours compris dans cet intervalle était donc de 1461, et comme on a $4\ (365{,}25) = 1461$, la coïncidence entre l'année civile et l'année tropique se trouvait parfaitement rétablie tous les quatre ans, tandis que dans le calendrier égyptien, elle ne l'était qu'après une période de 1460 ans. Ce procédé très-simple qui consiste à réparer les erreurs du calendrier avant qu'elles ne se soient accumulées, et tandis qu'elles ne s'élèvent pas encore à un jour entier, se nomma *intercalation*. Celle de Sosygène était depuis longtemps en usage chez les Indiens, mais avant de l'introduire dans le calendrier romain, il fallut ajouter 90 jours à l'année civile de 365 jours pour rétablir sa concordance avec le cours du soleil, cette année qui fut la 47[e] avant notre ère se nomma *l'année de confusion*, et deux années plus tard commença la réforme julienne. On nomma *bissextile* l'année sur laquelle tombait l'intercalation, dénomination qui provenait de ce que le jour intercalaire dans le calendrier romain, était le second sixième jour (*bissexto*) avant les calendes de mars.

161. L'intercalation julienne supposait l'année solaire de $365^j \frac{1}{4}$ ou de $365^j,25$ exactement, quoique Hipparque eût déjà reconnu, comme nous l'avons dit, que cette valeur était trop grande de $0^j,0034$ environ; mais Sosygène ignorait cette correction, ou ne crut pas nécessaire d'y avoir égard. Il en résulta que, si la correction introduite dans le calendrier était suffisante pour assurer la permanence des saisons pendant la durée de la vie d'un homme, elle cessait de l'être dans un intervalle de plusieurs siècles, et devait ramener à la longue des inconvénients semblables à ceux de la mesure inexacte des Égyptiens. Une nouvelle réforme du calendrier devait donc, après un espace de temps plus ou moins long, devenir indispensable (1). En effet, l'excès annuel de l'année julienne de $365^j,25$ sur l'année véritable de $365^j,24222013$ est $0^j,00777987$, ce qui produit un jour à peu près en 130 ans, en sorte qu'après cet intervalle l'année civile se trouvait d'un jour en arrière sur l'année

(1) Les Perses, vers le milieu du onzième siècle, en avaient adopté une remarquable par son exactitude. Elle consistait à rendre bissextile la quatrième année, sept fois de suite, et à ne faire porter l'intercalation la huitième fois, que sur la *cinquième* année, et non pas sur la *quatrième*. Ce procédé suppose l'année tropique de $365^j,2424242$, plus grande seulement de 0,0002041 que l'année déterminée par les observations modernes, en sorte qu'il faudrait un grand nombre de siècles pour déplacer sensiblement l'origine de l'année civile. Il paraît donc que les Perses avaient déjà des idées très-exactes de la grandeur de l'année, 500 ans avant que les peuples de l'Europe ne s'occupassent de la mesurer; le mode d'intercalation grégorienne est un peu moins exact que le précédent, mais il donne plus de facilité pour réduire en jours les années et les siècles, ce qui est l'un des principaux objets du calendrier.

(*Exposition du système du monde.*)

solaire ; c'est ainsi que le concile de Nicée ayant fixé, en 325, pour la célébration de la fête de Pâques, l'équinoxe du printemps au 21 mars, il se trouva qu'en 1582 l'équinoxe avait avancé de dix jours et tombait le 11 mars, parce que le commencement de l'année avait retardé de la même quantité dans cet intervalle. Pour remédier à cet inconvénient, le pape Grégoire XIII ordonna d'abord de retrancher dix jours à l'année 1582, en comptant le 15 octobre le lendemain du 4 du même mois. Pour empêcher ensuite la même erreur de se reproduire à l'avenir, on convint de supprimer la bissextile séculaire pendant trois siècles consécutifs, en la conservant au commencement du quatrième, et ainsi de suite de quatre siècles en quatre siècles. Les années séculaires 1700, 1800, 1900, par exemple, sont des années communes, tandis que l'année 2000 sera bissextile. Cette double correction se nomme la *réforme grégorienne*. Elle remédie aussi bien que possible aux défauts que le temps avait signalés dans le calendrier romain. En effet, la petite différence $0^j,0077799$ de la longueur de l'année julienne à celle de la véritable année tropique, produit 3 jours à peu près en 400 ans, ce sont donc trois jours qu'il faut retrancher sur cette période évaluée, suivant l'intercalation julienne, comme le prescrit le calendrier réformé. La longueur de l'année civile ne faisant plus d'ailleurs qu'osciller de part et d'autre de celle de l'année tropique, sans pouvoir s'en écarter de plus d'un jour, l'équinoxe du printemps est toujours compris entre le 20 et le 22 mars.

Remarquons toutefois que la correction grégorienne suppose l'excès de l'année julienne sur l'année solaire de $0^j,0075$ exactement, tandis que cet excès est un peu

plus grand en réalité; mais la différence ne peut produire que des erreurs tout à fait insensibles. Si l'on voulait cependant y avoir égard, on observerait que d'après l'intercalation grégorienne l'année tropique est supposée de 365j,2425, admettons que sa longueur soit de 365j,24225, ce qui se rapproche beaucoup de sa valeur véritable, la différence sera de 0j,00025, ce qui produit en 4000 ans un jour entier d'anticipation de l'année civile sur l'année tropique, il faut donc retrancher un jour sur une période de 4000 ans comptés suivant la correction grégorienne, ce qui revient à supprimer encore la bissextile au commencement du quarantième siècle.

D'après cela il est facile d'établir une règle sûre pour reconnaître si une année donnée est bissextile ou non. Pour qu'une année ordinaire soit bissextile, il faut que le nombre qui l'exprime soit divisible par 4, et si l'année est séculaire, il faut que les chiffres qui expriment les centaines soient séparément divisibles par le même nombre. Enfin l'an 4000 et ses multiples font seuls exception à cette dernière règle et ne sont pas bissextiles. Ainsi, l'année 1836 était bissextile, l'année séculaire 1600 l'était également, parce que 16 est une multiple de 4, les premières années des deux siècles suivants, c'est-à-dire 1700 et 1800 ne l'étaient pas, parce que 17 et 18 ne sont pas divisibles par 4.

La *réforme grégorienne* ne fut d'abord généralement admise que par les états catholiques de l'Europe, les états protestants de l'Allemagne la reçurent en 1700, et retranchèrent *onze* jours au mois de février de cette année pour se conformer au nouveau calendrier; enfin ce ne fut qu'en 1752 qu'il fut introduit en Angleterre.

Les Russes et les peuples qui suivent le rituel grec persistent encore aujourd'hui à conserver le calendrier julien, de sorte que leur année est maintenant de douze jours en retard sur la nôtre, ainsi l'équinoxe du printemps arrive pour eux le 9 mars au lieu du 21.

162. Le commencement de l'année peut être fixé arbitrairement, et l'on a été longtemps avant de s'accorder pour lui donner une origine commune et générale comme elle l'a aujourd'hui. Les Grecs la commençaient en septembre, les Romains, depuis Numa, en janvier; longtemps en France elle commença au 25 mars, jour de l'*Annonciation*, ce ne fut qu'en 1564 que Charles IX prescrivit par un édit de la commencer au 1er janvier. Pour établir plus d'analogie entre l'année civile et l'année solaire, on aurait dû faire coïncider le commencement de l'année avec un phénomène astronomique remarquable, avec le passage du soleil à l'équinoxe ou au solstice, par exemple; en faisant commencer l'année à l'équinoxe du printemps, on aurait eu le même inconvénient qu'en faisant commencer le jour à midi, celui de répartir sur deux années différentes des travaux agricoles, telles que les semences et les récoltes qui appartiennent à une même année. Cela n'a plus lieu lorsque l'on fixe le commencement de l'année au solstice d'hiver, et c'est en effet l'origine qu'il convient le mieux de lui donner dans nos climats septentrionaux. Sans doute, il eût été à désirer que, lors de la *réformation grégorienne*, le calendrier eût été établi sur cette base; mais comme le 1er janvier n'en est pas très-éloigné, que d'ailleurs à cause de la fraction de jour qui entre dans la longueur de l'année, l'origine de l'année civile ne peut pas s'accorder rigou-

reusement deux ans de suite avec l'origine de l'année solaire, il n'importe guère que la différence soit un peu plus ou un peu moins grande, et comme tout changement de cette espèce ne peut s'introduire qu'avec une peine infinie et avec le secours du temps, il vaut mieux s'en tenir à l'usage aujourd'hui généralement adopté, que de chercher un perfectionnement qui aurait de graves inconvénients sans avantages bien réels.

La division de l'année en douze mois est très-ancienne, elle paraît devoir son origine à l'observation des mouvements de la lune. En effet, nous avons vu que la durée d'une révolution synodique de la lune était de 29^{j} 5305885 c'est-à-dire de 29 à 30 jours. Douze mois lunaires supposés de 30 jours ne feraient que 360 jours, et par conséquent 5 jours de moins que l'année tropique ; les Égyptiens qui supposaient tous les mois invariablement de 30 jours, ajoutaient cinq jours complémentaires après le douzième mois pour combler la différence. Les Romains, dont nous avons adopté le calendrier, et qui donnèrent aux mois les noms qu'ils portent encore aujourd'hui, préférèrent des mois inégaux combinés de manière à éviter cette intercalation. Ils firent tous les mois, à partir de janvier alternativement, de 31 et de 30 jours, excepté juillet et août qui ont tous deux 31 jours, et février qui n'en a que 28 dans les années communes et 29 dans les années bissextiles. L'année se composa ainsi de sept mois de 31 jours, quatre mois de 30 et un mois de 28 jours, ce qui forme un total de 365 jours, égal à la durée de l'année civile ordinaire. Sans doute, comme le remarque Laplace, on aurait pu trouver un arrangement plus simple et faire, par exemple, tous les mois alternativement de

30 et de 31 jours, excepté décembre qui n'aurait eu que 30 jours dans les années communes et 31 dans les années bissextiles. Mais les réformes successives qu'a subies le calendrier des Romains ayant introduit la distribution des jours dans les différents mois de l'année, telle qu'elle existe aujourd'hui, les peuples modernes ont dû la conserver en l'adoptant.

La division du temps en *semaines*, ou périodes de sept jours, a été employée très-anciennement par les peuples de l'antiquité. On ne connaît pas positivement l'origine de cette division, il semble seulement que les sept planètes alors connues, et qui ont donné leurs noms aux jours de la semaine, ont dû en fournir l'idée.

La semaine qui ramène invariablement les jours dans le même ordre, ne forme point une période qui divise exactement ni le mois ni l'année, cependant comme elle offre dans les travaux de l'homme un repos proportionné à ses forces, on l'a préférée généralement à la décade ou période de dix jours, que les Grecs avaient introduite dans leur calendrier, et qui avait l'avantage d'être une partie aliquote du mois de 30 jours. Comme 52 semaines ne donnent que 364 jours, il en résulte que le 365e jour ou le dernier de l'année est le même que le premier dans les années ordinaires. Il suit de là que chaque année anticipe d'un jour dans la semaine sur celle qui la précède, et de deux jours si cette année est bissextile.

163 Il ne reste plus, pour achever la construction du calendrier, qu'à y placer les jours fériés consacrés par la religion au repos et aux cérémonies du culte. Quelques uns d'entre eux reviennent invariablement aux mêmes époques; les autres changent de date chaque année et

on les nomme par cette raison *fêtes mobiles ;* ce sont les seules dont la fixation puisse offrir quelque difficulté. Les fêtes mobiles sont attachées au cours de la lune, le calendrier ecclésiastique est donc, sous ce rapport, moins simple que le calendrier civil qui, pour la longueur de l'année et l'ordre des saisons, ne dépend que du cours du soleil. Les fêtes mobiles sont *Septuagésime, les Cendres, Pâques, les Rogations, l'Ascension, la Pentecôte, la Trinité, la Fête-Dieu.*

Elles précèdent ou suivent Pâques à des intervalles déterminés ; il suffit donc, pour assigner leur place dans l'année, de connaître le jour de Pâques. La célébration de la fête de Pâques a été fixée par le concile de Nicée au *premier dimanche d'après la pleine lune qui tombe le jour de l'équinoxe ou le suit immédiatement.* Cette règle a été établie en supposant que l'équinoxe du printemps arrive constamment le 21 mars. D'après cela si la lune était pleine le 21 mars et que le lendemain fût un dimanche, le jour de Pâques serait le 22. Si la pleine lune arrivait le 20 mars, la pleine lune suivante n'arriverait que 29 jours après, c'est-à-dire le 18 avril, et si ce jour tombait un dimanche, le jour de Pâques se trouverait reculé jusqu'au dimanche suivant, c'est-à-dire jusqu'au 25 avril. Ainsi donc la fête de Pâques ne peut arriver plus tôt que le 22 mars ni plus tard que le 25 avril. Ce sont les limites entre lesquelles elle est nécessairement comprise.

Pour placer la fête de Pâques dans une année donnée, il faut connaître l'époque de la nouvelle lune qui précède l'équinoxe du printemps ou plutôt le 21 mars de cette année. On l'obtient très-simplement au moyen d'une

quantité auxiliaire que nous allons faire connaître. On nomme *épacte astronomique* le nombre de jours écoulés depuis la nouvelle lune ou l'âge de la lune pour le commencement de chaque année. Lorsque cette quantité est connue il est facile d'indiquer les différentes phases de la lune pour le reste de l'année; il suffit d'observer en effet qu'il s'écoule 29j, 530588 d'une nouvelle lune à la suivante, et 14j, 7652943 d'une nouvelle lune à la pleine lune qui la suit. Les quadratures s'obtiennent d'une manière semblable. Les épactes de plusieurs années consécutives ont entre elles des relations qu'il est facile de fixer. En effet, l'année solaire commune est de 365 jours et l'année lunaire de 354, la différence est de 11 jours. Cela posé, si, au commencement de la première année, l'âge de la lune ou l'épacte est supposée zéro, c'est-à-dire que la pleine lune arrive précisément le 31 décembre à minuit, l'épacte sera 11 pour le commencement de la deuxième année, 22 pour la troisième, 33 ou simplement 3 en retranchant un mois de 30 jours, et en continuant ainsi, on trouve que l'épacte de la dix-neuvième année est de 18; si à ce nombre on ajoute 12 au lieu de 11, l'épacte de la vingtième année sera de 30 ou zéro, celle de l'année suivante 11, et ainsi de suite, c'est-à-dire, qu'après chaque période de 19 ans, les épactes reviendront dans le même ordre que dans la période précédente. Or, nous avons vu que l'intervalle de 19 ans forme le cycle lunaire, période remarquable qui ramène les phases lunaires aux mêmes jours de l'année solaire; si l'on fait donc coïncider l'origine de la période des épactes avec celle du cycle lunaire, et que pour la première année de ce cycle, on prenne celle où la nou-

velle lune tombe le 1[er] janvier ou plutôt le 1[er] mars, il suffira pour calculer l'épacte, ou l'âge de la lune correspondant à une année quelconque, de connaître le rang qu'elle occupe dans le cycle lunaire ou le *nombre d'or* qui en est l'indication. En effet, d'après la formation des épactes qui augmentent de 11 d'une année à la suivante, *pour avoir l'épacte d'une année donnée, on multipliera par* 11 *le nombre d'or diminué d'une unité, le résultat, après en avoir retranché tous les multiples de* 30 *qu'il peut contenir, sera l'épacte demandée.*

Pour trouver le *nombre d'or* la règle est facile; il suffit d'observer que l'année qui précéda la première de notre ère, fut la première du cycle, la suivante ou l'an 1 fut la seconde, l'an 2 fut la troisième, etc., jusqu'à l'an 18 où le cycle lunaire recommença. D'après cela *si l'on ajoute une unité au nombre qui marque l'année, qu'on divise la somme par* 19, *le reste sera le nombre d'or de l'année proposée; s'il n'y a pas de reste l'année dont il s'agit sera la dernière ou la dix-neuvième du cycle.*

Ainsi, pour 1838, le nombre d'or est 15, parce que 15 est le reste de la division de $1838 + 1$ par 19.

Connaissant le nombre d'or pour en conclure l'épacte de la même année, j'observe que $(15 - 1)\ 11 = 154$ en retranchant de ce nombre $30 \times 5 = 150$, le reste 4 sera l'épacte demandée.

* La règle qui sert à déterminer la fête de Pâques d'après l'épacte dans le calendrier ecclésiastique, se réduit à celle-ci : chercher l'époque de la nouvelle lune qui suit le 7 mars, en ajoutant 13 jours à cette époque, on

aura le jour de la pleine lune qui suit le 20 mars, et le dimanche d'après sera la fête de Pâques.

Ainsi, par exemple, en 1834, l'épacte était 20, ce qui indique qu'au 1er janvier, ou plutôt au 1er mars, car les épactes sont les mêmes pour ces deux époques, l'âge de la lune était 20, c'est-à-dire que 20 jours s'étaient écoulés depuis la nouvelle lune; en supposant donc le mois lunaire de 30 jours en nombres ronds, il restait à cette époque à la lune 10 jours pour achever sa révolution synodique, ce qui donne le 10 mars pour l'époque de la nouvelle lune; en ajoutant 13 jours à cette date, on trouve le 23 mars pour la pleine lune pascale, et comme le 23 tombe un dimanche, le dimanche suivant, ou le 30 mars, a dû être le jour de la fête de Pâques.

Il faut observer que comme le calcul des épactes n'est fondé que sur les moyens mouvements de la lune et du soleil, il peut se trouver en défaut de *un* ou *deux* jours sur l'époque de la vraie pleine lune, ce qui serait une grave erreur en astronomie, mais on doit regarder l'usage des épactes moins comme destiné à donner les vraies époques des phases lunaires, qu'à indiquer les fêtes mobiles par des règles de convention, dont les résultats peuvent s'écarter plus ou moins des phénomènes astronomiques auxquels on avait d'abord voulu les soumettre (1).

La règle que nous avons donnée pour trouver l'épacte

(1) On peut appliquer généralement la même remarque aux diverses hypothèses sur lesquelles est fondée la fixation de la fête de Pâques. Ainsi, l'équinoxe n'arrive pas constamment le 21 mars, comme elle le suppose, et 13 jours ajoutés à l'époque de la nouvelle lune qui suit le 7 mars, ne donnent point celle de la pleine lune.

d'après le nombre d'or, est exacte de l'année 1800 à l'année 1900, mais elle change dans les différents siècles, ce qui tient à l'intercalation grégorienne, et à ce que le cycle de 19 années lunaires ne correspond pas exactement à 19 années solaires, la différence peut s'élever à un jour en 300 ans. Il serait facile de modifier la règle des épactes pour l'appliquer aux différents siècles, et d'ailleurs, dans les traités d'Astronomie, on en trouve des tables toutes formées qu'on peut étendre indéfiniment.

Lorsque la fête de Pâques est ainsi fixée, on en déduit sans difficulté les époques de toutes les fêtes mobiles.

Le septième dimanche ou le quarante-neuvième jour avant Pâques, est *quinquagésime* ou le dimanche gras. Le mercredi suivant *les cendres,* ou l'entrée du carême.

Le jeudi quarantième jour après Pâques, est l'*Ascension;* dix jours après ou le cinquantième jour à partir de Pâques, est *la Pentecôte.*

Le dimanche suivant est *la Trinité* et le jeudi d'après *la Fête-Dieu ;* elle tombe deux mois juste ou soixante et un jours après le samedi saint qui est la veille de Pâques.

Les fêtes immobiles sont distribuées dans l'ordre suivant :

La Circoncision, le 1er janvier.
L'Épiphanie ou *les Rois*, le 6 janvier.
La Purification ou *la Chandeleur*, le 2 février.
L'Annonciation, le 25 mars.
La saint Jean d'été, le 24 juin.
L'Assomption, le 15 août.

La nativité de la Vierge, le 8 septembre.

La Toussaint, le 1er novembre.

La Conception, le 8 décembre.

Noël, le 25 décembre.

Les quatre dimanches de *l'Avent* sont ceux qui précèdent Noël.

164. Dans le calendrier *perpétuel*, dont le nom indique suffisamment le but, on emploie les sept premières lettres de l'alphabet A, B, C, D, E, F, G, pour représenter les jours de la semaine. Ces lettres sont disposées de manière que A est à côté du 1er janvier, B à côté du 2 et ainsi de suite jusqu'à G qui se trouve à côté du septième jour. La lettre qui indique le dimanche se nomme *dominicale*. Si le 1er janvier tombe un dimanche, tous les jours qui porteront la lettre A dans le calendrier perpétuel, seront des dimanches. Il en serait de même de toutes les autres lettres qui deviennent ***dominicales*** à tour de rôle. En effet, l'année commune se composant de 365 jours ou de 52 semaines et un jour, si une année commence par un dimanche, l'année suivante commencera par un lundi. Ainsi, si A est la dominicale pour la première année, elle sera G pour la seconde, F pour la troisième, etc. Il faut observer cependant que dans les années bissextiles la lettre dominicale qui rétrograde d'un rang dans les années ordinaires, doit rétrograder de deux rangs à cause du jour ajouté au mois de février. Pour avoir égard à cette double rétrogradation, on emploie dans les années bissextiles deux lettres dominicales, l'une qui sert pour les mois de janvier et de février, et celle qui la précède immédiatement pour le reste de l'année, en sorte que la lettre qui désigne le dimanche

dans les deux premiers mois, désignera le lundi dans les dix derniers.

165. On nomme *cycle solaire* une période de vingt-huit ans qui ramène les lettres dominicales dans le même ordre ou les jours de la semaine au même quantième du mois. Si toutes les années étaient des années communes, c'est-à-dire si elles étaient toutes de 365 jours, le cycle solaire ne contiendrait que sept années, puisque la rétrogradation des lettres dominicales étant d'un jour tous les ans, elle produirait une semaine entière dans cet intervalle; mais comme il arrive une année bissextile tous les quatre ans, il en résulte une nouvelle différence d'un jour qui produit une semaine au bout de sept bissextiles ou dans un intervalle de $4\times7=28$ ans. Le cycle solaire a commencé neuf ans avant l'ère chrétienne, et il s'est reproduit autant de fois que l'on a compté vingt-huit ans depuis cette époque. De là la règle suivante pour trouver le rang qu'occupe dans le cycle solaire une année déterminée, on ajoutera 9 au nombre qui indique l'année, et l'on divisera la somme par 28; le reste de la division sera l'année du cycle, et le quotient le nombre de cycles écoulés depuis l'origine. Ainsi, en 1838 nous étions dans la vingt-septième année du soixante-sixième cycle; car en divisant $1838+9=1847$ par 28, on trouve pour quotient 65 et pour reste 27. Le cycle solaire ne peut être de quelque utilité que pour les peuples qui emploient encore le calendrier julien, sans avoir égard à la suppression des bissextiles séculaires prescrites par la réforme grégorienne.

L'indiction est une période de quinze années en usage dans le calendrier romain, et qui se trouve encore indi-

quée dans nos almanachs. Cette période était relative à un certain mode de perception des impôts, et n'a aucun rapport avec les phénomènes astronomiques.

La période julienne, qu'il ne faut pas confondre avec la *réforme julienne*, est un intervalle qui ramène dans le même ordre les années qui ont à la fois le même cycle solaire, le même cycle lunaire et la même indiction. Cette période fut imaginée par Scaliger, elle se forme en multipliant entre elles les durées des trois cycles ou les nombres 28, 19 et 15, le produit 7980 est la durée de la période, et sa 4718ᵉ année répond à la première de notre ère.

166. Ces notions suffisent pour comprendre toutes les indications qu'on trouve ordinairement dans les livres consacrés à la division du temps. En récapitulant ce que nous venons de dire, pour former le calendrier on déterminera d'abord le jour initial de l'année qui servira à fixer les dénominations de chacun des autres jours; on cherchera ensuite le nombre d'or, et l'on calculera l'épacte au moyen de laquelle on déterminera les dates des lunaisons moyennes et la fête de Pâques. Les fêtes mobiles se placent dans le calendrier d'après leurs distances au jour de Pâques, et l'on y inscrit ensuite les fêtes fixes et les noms des saints auxquels chaque jour est consacré. On fixera enfin, suivant les règles prescrites, le rang de l'année dans le cycle solaire, dans le cycle d'indiction et la lettre dominicale.

Quant aux éclipses et aux phases lunaires qu'on a coutume d'indiquer dans les calendriers, nous avons donné le moyen de les déterminer lorsque nous nous sommes occupés des mouvements de la lune. On doit se

rappeler d'ailleurs que, d'après les propriétés du *cycle de Méton* qui ramène les *sysigies* et *les quadratures* aux mêmes jours de l'année solaire, il suffit d'avoir dressé un tableau des phases lunaires pendant une période de dix-neuf ans, pour pouvoir annoncer les phases d'une année quelconque du moment que l'on connaît le rang qu'elle occupe dans le cycle ou le *nombre d'or* qui lui appartient.

Telles sont les principales dispositions du calendrier grégorien, aujourd'hui en usage chez la plupart des peuples chrétiens. Sans doute ce calendrier n'est pas sans défauts ; on peut y reprendre avec raison l'arbitraire de l'origine de l'année, qui, fixée au solstice d'hiver, à l'avantage d'être marquée par un phénomène astronomique facile à observer, aurait réuni celui de faire con-concourir l'entrée du soleil dans les différents signes du zodiaque et l'origine des quatre saisons avec le commencement d'un mois. On peut encore blâmer dans le calendrier grégorien l'inégalité des mois, et surtout la complication introduite par la fixation des fêtes mobiles qui dépend des mouvements de la lune. Sans doute au moment de la réforme grégorienne il eût été facile de faire disparaître toutes ces imperfections, si les connaissances astronomiques eussent été alors ce qu'elles sont aujourd'hui. Mais maintenant que ce calendrier est universellement adopté, convient-il de lui donner ce degré de perfection ? Nous ne pouvons sur ce point que nous en référer à l'opinion de l'illustre auteur de l'*Exposition du Système du Monde*. « Il me semble, dit Laplace, qu'il n'en résulterait pas assez d'avantages pour compenser les embarras qu'un pareil changement introduirait dans nos

habitudes, dans nos rapports avec les autres peuples et dans la chronologie déjà trop compliquée par la multitude des ères. Si l'on considère que ce calendrier est maintenant celui de presque toutes les nations d'Europe et d'Amérique, et qu'il a fallu deux siècles et toute l'influence de la religion pour lui procurer cette universalité, on sentira qu'il importe de lui conserver un aussi précieux avantage aux dépens même d'une perfection qui ne porte pas sur des points essentiels; car le principal objet d'un calendrier est d'offrir un moyen simple d'attacher les événements à la série des jours, et par un mode facile d'intercalation de fixer dans la même saison l'origine de l'année, conditions qui sont bien remplies par le calendrier grégorien. »

Ajoutons que l'essai fait en France pour l'introduction d'un nouveau calendrier en 1792, lorsque l'autorité souveraine de la Convention permettait d'opérer tant de réformes utiles, ne fut pas heureux ; ce calendrier qui, à vrai dire, était au moins aussi imparfait que celui qu'il devait remplacer, ne trouva en France même que peu de partisans, et comme il n'y avait aucune chance de le faire adopter à l'étranger, on fut bientôt obligé d'y renoncer. Tenons-nous-en donc au calendrier grégorien, en y introduisant la petite correction dont nous avons parlé qui en rendra l'intercalation plus exacte; il pourra servir pendant un grand nombre de siècles, et l'on doit espérer que les peuples chrétiens qui conservent encore le calendrier julien s'y soumettront avec le temps; il réunira alors deux avantages qui assurent mieux encore que leur perfection la durée des institutions humaines, *l'habitude* et *la généralité*.

167. Les observations des phénomènes célestes ont fourni encore le moyen le plus sûr que nous ayons pour vérifier les dates historiques, et l'astronomie a été sous ce rapport d'un grand secours à la chronologie. Ainsi, lorsqu'on trouve dans les anciens historiens la description d'une éclipse, lorsqu'on voit sur le fronton d'un temple grec ou égyptien la figure d'un zodiaque où est indiquée l'entrée du soleil dans les différents signes, il est facile de remonter par le calcul aux époques où ces phénomènes ont dû se produire, et d'assigner par conséquent la date exacte des événements contemporains, ou l'antiquité des monuments sur lesquels nous n'aurions sans cela que des notions douteuses.

FIN DE LA PREMIÈRE PARTIE.